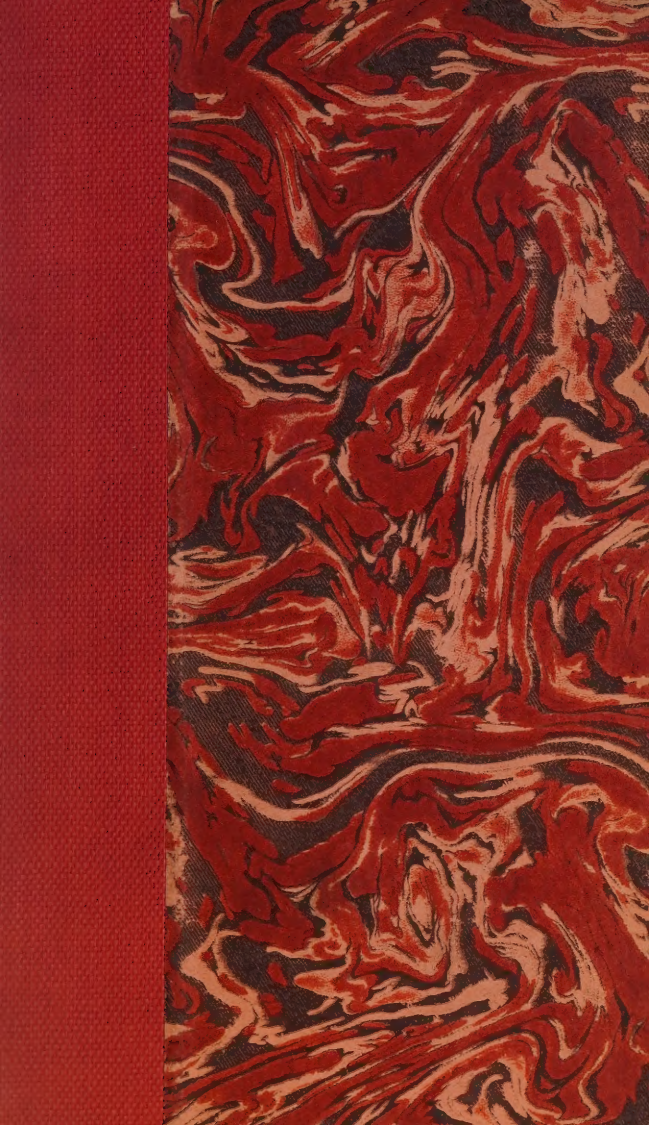


NOUVELLE COLLECTION SCIENTIFIQUE
Directeur : ÉMILE BOREL

LE SOLEIL

PAR

GEORGES BRUHAT
Professeur à la Faculté des Sciences de l'Université de Paris

AVEC 47 FIGURES
ET 16 PLANCHES HORS TEXTE

LIBRAIRIE FÉLIX ALCAN

NOUVELLE COLLECTION SCIENTIFIQUE

DIRECTEUR : EMILE BOREL

Chaque volume, format in-16 (12 cm. × 18,5), est vendu broché sous une couverture résistante

Prix : 15 fr.

ARRHENIUS (S.), directeur de l'Institut Nobel de Stockholm. — *Le Destin des étoiles.*

BERNARD (N.). — *L'Evolution des plantes.*
— — *Principes de biologie végétale.*

BONNIER (Dr P.). — *Défense organique et centres nerveux.*

BOUBIER (L.). — *L'Evolution de l'ornithologie.*

BOREL (E.), de l'Institut. — *L'Espace et le temps.*
— — *Le Hasard.*

BOUTARIC (A.). — *La Physique moderne et l'électron.*
— — *Les colloïdes et l'état colloïdal* (18 fr.)

BRACHET (A.). — *La Vie créatrice des formes.*

BRUHAT (G.). — *Le Soleil* (20 fr.).

CAMPBELL (N.-R.). — *Les Principes de la physique.*

CURIE (Mme). — *La Radiologie et la guerre.*

DUMAS (G.), de l'Académie de Médecine. — *Troubles mentaux et troubles nerveux de guerre.*

FANO (G.), professeur à l'Université de Rome. — *Le Cerveau et le cœur.*

FIOLLE (J. et P.). — *Essais sur la chirurgie moderne.*

GERMAIN (L.). — *La Vie des animaux à la surface des continents.*

GUILLET (L.), de l'Institut. — *L'Evolution de la métallurgie.*

JENNINGS (H.-S.). — *Vie et mort, hérédité et évolution chez les organismes unicellulaires.*

LABBÉ (A.). — *Le Conflit transformiste.*

LECLERC DU SABLON (M.). — *L'Unité de la science.*

LEROY-BEAULIEU (P.), de l'Institut. — *La Question de la population.*

LESPIEAU (R.). — *La Molécule chimique.*

LOEB (J.). — *La Conception mécanique de la vie.*
— — *Les Protéines.*
— — *La Théorie des phénomènes colloïdaux.*

[illegible]MAN (Th.). — *L'Ultra-violet.*

LE SOLEIL

R 399
Tor 347

DU MÊME AUTEUR

Cours d'Électricité *à l'usage de l'enseignement supérieur scientifique et technique*, 2e édition revue. Un volume de 740 pages avec 518 figures (Masson & Cie, éditeurs, 1930) ..... **70 fr.**

Cours de Thermodynamique *à l'usage de l'enseignement supérieur scientifique et technique*. Un volume de 408 pages avec 159 figures (Masson & Cie, éditeurs) ..... **55 fr.**

Cours d'Optique *à l'usage de l'enseignement supérieur*. Un volume de 756 pages avec 657 figures (Masson & Cie, éditeurs, 1931) ..... **100 fr.**

Traité de Polarimétrie, avec préface de M. A. Cotton, membre de l'Institut. Un volume in-8° raisin de 448 pages et 250 figures (éditions de *la Revue d'Optique théorique et instrumentale*, Paris, 1930. Relié toile **65 fr.**

Astron
3

LE SOLEIL

PAR

GEORGES BRUHAT

Professeur à la Faculté des Sciences
de l'Université de Paris

Avec 47 figures et 16 planches hors-texte

28500 3 33
28

PARIS
LIBRAIRIE FÉLIX ALCAN
108, BOULEVARD SAINT-GERMAIN, 108

1931

Tous droits de reproduction, d'adaptation et de traduction
réservés pour tous pays

AVANT-PROPOS

Considéré parmi toutes les étoiles qui forment notre Univers stellaire, le Soleil n'est qu'une étoile naine analogue à des milliers d'autres, et son étude ne présente pas grand intérêt pour le théoricien. Mais il n'en est pas moins l'astre le plus intéressant de tous pour l'homme : c'est du Soleil que nous viennent la lumière et la chaleur qui entretiennent la vie à la surface de notre globe, et l'on peut dire que tous les phénomènes terrestres dont dépend notre existence sont réglés par le rayonnement solaire. Aussi les astronomes et les physiciens ont-ils toujours cherché à perfectionner leurs moyens d'observation du Soleil, et à mieux connaître sa vraie nature et sa constitution intime.

Il est d'ailleurs une autre raison pour laquelle l'étude du Soleil sera toujours la base de l'Astronomie Physique : c'est qu'il est la seule étoile dont nous puissions étudier en détail la structure et la constitution, parce que c'est la seule qui soit assez voisine de nous pour nous apparaître autrement que comme un point lumineux ; c'est la seule étoile dont nous puissions distinguer les diverses parties, c'est la seule dont le rayonnement nous parvient avec une intensité suffisante pour que nous puissions l'étudier avec les plus dispersifs des spectrographes modernes. Aussi la connaissance des phénomènes solaires doit-elle être considérée comme un préliminaire nécessaire de l'étude des étoiles, et il n'est pas étonnant que le

Soleil soit encore aujourd'hui l'objet régulier des recherches de plus de 10 observatoires répartis sur toute la surface de notre globe, et au premier rang desquels il faut mettre, pour l'importance des résultats obtenus depuis leur fondation, l'observatoire de Meudon en France et celui du Mont-Wilson en Amérique.

Je me suis proposé, dans ce livre, d'exposer l'état de nos connaissances sur le Soleil ; c'est le sujet que j'ai traité dans mon cours à la Sorbonne en 1930, mais je me suis efforcé ici de présenter les faits d'observation et les conséquences qui en découlent sans aucun développement mathématique. Je m'adresse ainsi à tous ceux qui, sans être des savants, se tiennent un peu au courant du mouvement scientifique moderne, et j'aurai rempli le dessein que je me suis proposé si j'ai réussi à leur montrer quelle est l'étendue des progrès réalisés depuis quelques dizaines d'années dans la connaissance des phénomènes extrêmement variés que nous présente le Soleil, et quelle est l'étendue plus grande encore des progrès qui restent à faire pour connaître complètement les lois qui régissent la structure de ce monde extraordinairement actif et qui déterminent les mouvements sans cesse renouvelés de ses couches extérieures.

On verra ainsi dans les premiers chapitres comment nous sommes arrivés par l'étude du rayonnement solaire à déterminer de façon assez précise la température moyenne des couches extérieures du Soleil, et même la répartition probable de la température avec la profondeur ; mais on verra en même temps quelle est encore notre incertitude au sujet des fluctuations possibles de cette température et de leur répercussion sur les phénomènes terrestres. De même, le chapitre III montrera comment différentes méthodes ont permis d'établir avec une assez bonne précision

les curieuses lois de la rotation de la surface solaire, mais quelles sont les lacunes de nos connaissances au sujet de la rotation de la haute atmosphère.

Les chapitres suivants sont relatifs à l'étude du spectre solaire, spectre normal et spectre de la chromosphère. Je me suis efforcé d'y montrer comment les immenses progrès réalisés depuis quelques années par la Spectroscopie nous permettent d'espérer que nous connaîtrons bientôt la constitution de l'atmosphère solaire et les lois de sa répartition en altitude ; mais en même temps j'ai insisté sur l'insuffisance des théories qui supposent que cette atmosphère est en équilibre, et sur la nécessité de tenir compte de ses mouvements. C'est encore sur cette nécessité que je reviens, après un chapitre consacré aux taches, au chapitre VII, où sont exposées les recherches spectrohéliographiques qui nous donnent déjà une idée d'ensemble de ce que sont ces mouvements.

Le chapitre VIII est réservé à l'étude de la couronne ; je m'y suis surtout attaché à décrire les faits observés, et à poser le problème que les théories actuelles sont encore impuissantes à résoudre dans son ensemble : le mécanisme de l'illumination de la couronne, comme d'ailleurs celui de l'illumination des parties de la chromosphère qui apparaissent brillantes sur les épreuves spectrohéliographiques, est encore mystérieux par bien des côtés. Sans doute faudra-t-il faire intervenir, pour l'expliquer complètement, les rayons corpusculaires qu'émet le Soleil : le livre se termine, avec le chapitre IX, par l'étude de ces rayonnements corpusculaires, jointe à l'étude des champs électriques et des champs magnétiques existant aux différents points de l'atmosphère solaire. Ce sont des questions sur lesquelles nos connaissances ne sont encore que fragmentaires, et dont M. Deslandres a justement souligné l'importance, tant pour l'interprétation des

phénomènes solaires que pour l'explication de leurs répercussions dans l'atmosphère terrestre.

On remarquera que je n'ai pas abordé la question de l'état des masses internes du Soleil, ni celles de l'entretien de son énergie et de son évolution passée et future. Ce sont là des questions pour lesquelles l'observation même du Soleil ne nous fournit guère de renseignements et qui ne peuvent être abordées utilement que dans le cadre beaucoup plus vaste de l'étude du monde stellaire, de façon à pouvoir profiter, pour la position même du problème, des données que nous fournit la comparaison des diverses étoiles. Il faut d'ailleurs avouer que les théories proposées contiennent encore une large part d'hypothèses échappant à tout contrôle de l'expérience ou de l'observation, et que les résultats qu'elles fournissent n'ont quelquefois pas d'autre signification que de traduire les hypothèses prises *a priori* comme point de départ. Il m'a donc semblé que leur exposé ne saurait avoir sa place dans un livre comme celui-ci, où je me suis efforcé de montrer surtout quels sont les résultats définitivement acquis par l'observation, tout en indiquant d'ailleurs comment ils se groupent dans le cadre des théories physiques que nous ont imposées les recherches modernes de nos laboratoires.

Il n'est, en effet, pas besoin de quitter ce terrain solide de l'observation et de l'expérimentation pour sentir combien l'étude du Soleil est passionnante, pour comprendre combien l'Astronomie Physique peut être fière des progrès réalisés depuis que Kirchhoff établissait, il y a 70 ans, une première liste des éléments qui constituent le Soleil, ou depuis que Janssen inaugurait, il y a 60 ans, l'étude de la chromosphère, pour deviner quelle riche moisson de découvertes nous promet l'application à la Physique Solaire des appareils les plus perfectionnés et les plus récents

de la Physique de nos laboratoires. Souhaitons que le public français et le Parlement qui le représente veuillent bien comprendre que notre pays doit pouvoir y participer, qu'il faut pour cela donner à nos astronomes les observatoires puissants et l'outillage moderne qui leur sont nécessaires, et qu'il faut, en même temps, faciliter le recrutement d'une nouvelle phalange de chercheurs en donnant à l'Astronomie Physique la place qui doit légitimement lui revenir dans l'enseignement à tous ses degrés.

Je tiens à remercier particulièrement ici M. Esclangon, directeur de l'observatoire de Paris, ainsi que ses collaborateurs de Meudon, M. d'Azambuja et Mlle Roumens, qui ont bien voulu préparer spécialement pour ce livre la plupart des clichés que reproduisent ses planches. Je remercie aussi MM. W. S. Adams et F. H. Seares, directeur et directeur-adjoint de l'observatoire du Mont-Wilson, et M. Quénisset, astronome à l'observatoire de Juvisy, qui ont également eu la complaisance de mettre leurs clichés à ma disposition.

G B.

BIBLIOGRAPHIE

On n'a donné dans ce Livre aucune indication bibliographique. Le lecteur désireux de faire une étude plus complète du Soleil trouvera la plupart des références nécessaires dans l'excellent *Cours d'Astrophysique* de M. J. BOSLER, publié par la librairie Hermann (Paris 1928.)

Pour une étude tout à fait complète, on devra se reporter à l'encyclopédie allemande publiée par la librairie Springer sous le titre *Handbuch der Astrophysik* : le Soleil y fait l'objet de 3 articles du tome IV, signés de MM. BERNHEIMER, ABETTI et MITCHELL (ces deux derniers en langue anglaise). L'ionisation et l'équilibre de l'atmosphère solaire y sont étudiés théoriquement dans deux articles du tome III (1re moitié), écrits par MM. MILNE (en anglais) et PANNEKOEK (en allemand).

Enfin on trouvera des bibliographies très complètes des travaux récents dans les *Revues des travaux astronomiques sur le Soleil*, publiées annuellement, sous la signature de M. D'AZAMBUJA, par le *Bulletin de la Société Astronomique de France*.

Je signalerai également le livre, très vivant et très abondamment illustré de superbes planches, de M. S. A. MITCHELL, intitulé *Eclipses of the Sun* (Columbia University Press) : l'auteur, spécialiste des expéditions pour l'observation des éclipses, y traite, à propos des éclipses, tout l'ensemble de la physique solaire.

LE SOLEIL

CHAPITRE PREMIER

DONNÉES GÉOMÉTRIQUES ET PHYSIQUES SUR LE SOLEIL

Distance et dimensions du Soleil

Distance du Soleil à la Terre. — On sait que la Terre tourne autour du Soleil en décrivant une orbite elliptique dont le Soleil occupe un foyer ; la vitesse angulaire de ce mouvement n'est pas constante, mais varie en sens inverse de la distance du Soleil à la Terre, de façon que l'aire balayée par le rayon vecteur joignant les deux astres soit proportionnelle au temps. Cette loi (*loi des aires*) permet facilement de déduire les variations du rayon vecteur de l'observation du mouvement apparent du Soleil sur la sphère céleste : la distance de la Terre au Soleil varie, avec la saison, entre deux valeurs extrêmes qui s'écartent de 17 pour 1.000 de part et d'autre de la valeur moyenne ; nous désignerons par *a* cette valeur moyenne, qui constitue l'*unité astronomique* de distance.

L'étude des mouvements apparents des planètes sur la sphère céleste permet également de calculer les

rapports de leurs distances au Soleil à la distance a ; d'une façon générale, les observations astronomiques permettent de calculer avec beaucoup de précision, en fonction de a, la distance qui sépare à un instant donné deux corps quelconques du système solaire.

Il est beaucoup plus difficile de connaître les valeurs de ces distances en kilomètres. La détermination trigonométrique directe de a exigerait la mesure de l'angle que font les deux droites qui joignent le centre du Soleil à deux points de la Terre dont la distance est connue en kilomètres : or nous verrons tout à l'heure que l'angle $\pi = r/a$ sous lequel on voit du centre du Soleil le rayon équatorial terrestre — angle que l'on appelle la *parallaxe* du Soleil — est inférieur à 9 secondes d'arc, et que d'autre part il est presque impossible de repérer le bord solaire avec une erreur inférieure à une seconde. La détermination directe de a est donc impraticable. Mais nous avons dit que toutes les distances du système planétaire sont connues en valeur relative avec une grande exactitude : il suffit donc de mesurer une quelconque d'entre elles, de préférence la plus petite. Les meilleures mesures sont sans doute celles qui ont été fournies par la petite planète Eros, qui peut, à certaines époques, s'approcher assez près de la Terre (à environ 17 millions de kilomètres) pour que sa parallaxe soit de l'ordre de 75″, c'est-à-dire pour que les positions apparentes de cette planète sur la sphère céleste pour deux observateurs situés aux deux extrémités d'un diamètre de l'équateur terrestre paraissent différer de plus de deux minutes d'arc. Une telle différence dans la position d'un objet qui apparaît comme un point est facilement mesurable à 1/1000 près : les observations de 1900-1901 ont donné comme valeur de la parallaxe solaire

$$\pi = 8'',807 \pm 0,003$$

Cette parallaxe a aussi pu être déterminée par

différents procédés indirects. C'est ainsi que les inégalités du mouvement de la Lune produites par l'attraction du Soleil sur notre satellite permettent de déterminer le rapport des distances de la Terre au Soleil et à la Lune ; on peut donc déduire la première de ces distances de la seconde, que la loi de l'attraction universelle permet de calculer avec précision à partir de la valeur de l'accélération de la pesanteur à la surface de la Terre. La valeur de la parallaxe solaire ainsi obtenue est $\pi = 8'',805 \pm 0,005$. Les déterminations modernes de la vitesse de la lumière effectuées à la surface de notre globe nous fournissent également le moyen de calculer de diverses façons la valeur de l'unité astronomique de longueur. On peut, inversant le calcul de Roemer, la déduire de l'observation des satellites de Jupiter, qui donne le temps qu'emploie la lumière à parcourir la distance a : on trouve ainsi $\pi = 8'',799$. Ou bien, faisant la moyenne des vitesses radiales mesurées spectroscopiquement pour les planètes et les étoiles, on peut calculer la vitesse orbitale de la Terre, et en déduire le rayon de son orbite : on trouve ainsi $\pi = 8'',802 \pm 0,004$.

La moyenne générale de toutes les déterminations, directes ou indirectes, de la parallaxe solaire, est :

$$\pi = 8'',803 \pm 0''001.$$

A cette valeur de la parallaxe correspond la valeur de la distance moyenne de la Terre au Soleil :

$$a = \frac{r}{\pi} = 149.450.000 \text{ kilomètres},$$

qu'on peut considérer comme connue à 1/8000 près, c'est-à-dire avec une erreur possible de $\pm$ 17.000 kilomètres.

Diamètre apparent du Soleil. — Le contour apparent du Soleil nous apparaît sous la forme d'un cercle, et son diamètre apparent moyen est d'environ

32 minutes d'arc, soit un peu moins d'un centième de radian. Un objectif astronomique donne donc dans son plan focal une image du Soleil dont le diamètre est un peu inférieur au centième de sa distance focale : un objectif d'un mètre de foyer donne une image du Soleil d'un centimètre de diamètre ; l'objectif de 45 mètres de foyer de la grande tour solaire du Mont-Wilson (page 83) en donne une image de 43 centimètres.

Le diamètre apparent du Soleil varie naturellement, d'une saison à l'autre, en raison inverse de sa distance à la Terre : ses valeurs extrêmes sont 31′32″ et 32′36″ ; la correction correspondante doit être faite à toutes les mesures de ce diamètre pour les ramener à la valeur qui correspond à la distance moyenne *a*. De très nombreuses mesures du diamètre solaire ont été faites au milieu du XIX^e^ siècle, à l'aide d'un instrument spécial, l'*héliomètre*, inventé par Fraunhofer, puis, plus tard, par photographie du Soleil et mesure à la machine à diviser du diamètre de l'image. Des mesures régulières par observation au cercle méridien ont également été faites, et sont encore continuées à l'observatoire de Greenwich : l'intervalle des passages au méridien des deux bords du Soleil donne son diamètre E — O, la différence des hauteurs du bord supérieur et du bord inférieur donne le diamètre N — S.

Je ne décrirai pas davantage ces mesures, parce que les résultats qu'elles ont donnés sont plutôt décevants. On a annoncé des variations périodiques du diamètre solaire, suivant le cycle des taches (page 147), l'amplitude totale de la variation étant de 0″,5 ; on a également dit que le diamètre polaire surpassait le diamètre équatorial, d'environ 0″,3, de sorte que, contrairement à tous les autres corps célestes, le Soleil présenterait un renflement polaire. Mais ces résultats n'ont jamais été confirmés de façon définitive, et les différences que nous venons de signaler sont certainement inférieures

aux erreurs d'observation. L'ordre de grandeur de ces erreurs est donné par la simple comparaison de la valeur 1922″,36 actuellement admise par l'observatoire de Greenwich pour le diamètre apparent moyen avec la valeur 1919″,26 qui est encore employée au calcul des éclipses, et qui a été déduite par Auwers de la discussion de 15.000 observations ; on peut encore signaler que la moyenne mensuelle des nombres obtenus à Greenwich varie de 0″,9 d'un mois à l'autre.

Ainsi le diamètre apparent du Soleil n'est pas connu à une seconde près. C'est qu'il est extrêmement rare d'obtenir de très bonnes images de cet astre : son observation se fait toujours à travers une atmosphère et au dessus d'un sol échauffés par les rayons solaires, de sorte qu'il y a toujours sur le trajet de la lumière des courants ascendants d'air chaud qui viennent troubler les images. Dans l'observation visuelle, on observe toujours un bouillonnement des bords de l'astre, qui fait que chaque bord ne peut guère être défini qu'à 0″,5 près ; dans l'observation photographique, où la durée de pose est très courte (page 61), le bouillonnement disparaît ; mais l'échauffement de l'objectif par les rayons solaires qui le traversent fait constamment varier sa distance focale, de sorte qu'il est très difficile de savoir quelle était sa valeur au moment de la pose, autrement dit de connaître l'échelle de la photographie. Enfin l'irradiation, visuelle ou photographique peut, facilement causer des erreurs de plusieurs secondes.

En résumé, nous n'avons aucune raison sérieuse aujourd'hui de ne pas admettre que le Soleil est parfaitement sphérique ou de penser que son rayon n'est pas constant. Son diamètre apparent moyen est de 32′, soit 1920″, à une ou deux secondes près, et il y a peu d'espoir que la précision de nos connaissances à ce sujet soit accrue dans un avenir prochain.

Dimensions du Soleil. — Connaissant la distance $a = 149.450.000$ km. du Soleil et son diamètre apparent $2\alpha = 32' = 0{,}0931$ radian, il est facile de calculer son diamètre $2R$:

$$2R = 2\alpha a = 1.390.000 \text{ km.}$$

Ce diamètre correspond à un angle de vision de 1920″ : *un objet de la surface du Soleil vu sous un angle de* 1″ *a donc une longueur réelle de*

$$1.390.000/1920 = 720 \text{ km.}$$

C'est là un chiffre que l'on devra se rappeler pour fixer l'échelle réelle des détails observés sur la surface ; on se rappellera en même temps que cet angle d'une seconde est, sauf le cas d'images exceptionnellement bonnes, le plus petit angle que l'on puisse apprécier avec certitude dans les observations solaires.

Le rayon R du Soleil est vu, à la distance a, sous l'angle $\alpha = 960''$, tandis que le rayon équatorial r de la Terre est vu, à la même distance, sous l'angle $\pi = 8'',80$. Le rapport des deux rayons est donc :

$$\frac{R}{r} = \frac{\alpha}{\pi} = 109{,}1,$$

et le rapport des volumes des deux astres est approximativement $(109{,}1)^3 = 1.300.000$. On voit quelle est le peu d'importance de la Terre par rapport au Soleil ; on en jugera peut-être encore mieux en pensant que la distance de la Terre à la Lune n'est que de 60 rayons terrestres, et que le diamètre du Soleil est environ double du diamètre de l'orbite que décrit notre satellite.

Masse et densité du Soleil. — La loi de la gravitation de Newton permet d'exprimer la masse M du Soleil en fonction des grandeurs qui caractérisent le mouvement de la Terre autour de cet astre. Si, en première approximation, nous supposons que l'orbite

terrestre est une circonférence de rayon a parcourue dans le temps $T = 1$ année, nous trouvons que l'accélération centripète de ce mouvement est $4\,\pi^2\,a/T^2$; comme, d'après la loi de Newton, elle est égale à $\varepsilon\,M/a^2$, on a, ε étant la constante de l'attraction universelle :

$$M = \frac{1}{\varepsilon}\,\frac{4\,\pi^2\,a^3}{T^2}.$$

On peut évaluer la constante ε en appliquant la loi de Newton au calcul de l'accélération de la pesanteur à la surface de la Terre, $g = \varepsilon\,m/r^2$. On obtient ainsi le rapport de la masse du Soleil à celle de la Terre :

$$\frac{M}{m} = \frac{4\,\pi^2\,a^3}{g\,T^2\,r^2} = 332.000.$$

Remarquons encore ici le peu d'importance de la Terre par rapport au Soleil : c'est celle d'un objet de 3 grammes par rapport à un objet d'une tonne.

Le même calcul fournit la valeur $G = \varepsilon\,M/R^2$ de l'accélération de la pesanteur à la surface du Soleil ; on obtient facilement le rapport :

$$\frac{G}{g} = \frac{M}{m}\,\frac{r^2}{R^2} = \frac{332.000}{(109,1)^2} = 27,9.$$

Ainsi un même objet serait 28 fois plus lourd à la surface du Soleil qu'à celle de la Terre ; il en résulterait en particulier qu'une atmosphère de même composition exercerait à la surface du Soleil une pression 28 fois plus forte qu'à celle de la Terre.

Enfin on peut facilement calculer la densité moyenne du Soleil : sa masse étant 332.000 fois celle de la Terre, et son volume 1.300.000 fois celui de la Terre, sa densité moyenne est 332.000/1.300.000 = 0,256 fois celle de la Terre. *Le Soleil est donc environ quatre fois moins dense que la Terre.* Comme la densité moyenne

de la Terre est 5,52, la densité moyenne du Soleil par rapport à l'eau est :

$$\rho = 0{,}256 \times 5{,}52 = 1{,}41.$$

La matière solaire est donc, en moyenne, à peine plus dense que l'eau.

La constitution du Soleil. — Le Soleil est très vraisemblablement composé des mêmes matériaux que la Terre (cf. page 106), et la différence de la densité moyenne des deux astres doit provenir de la différence des conditions physiques sous lesquelles se trouvent ces matériaux. La température du Soleil est extrêmement élevée : nous verrons (page 53) que la température de la surface est de l'ordre de 6000°, tandis que les températures internes sont certainement de beaucoup supérieures, et atteignent peut-être plusieurs millions de degrés au centre. De telles températures font passer à l'état gazeux toutes les substances que nous connaissons : on admet donc que *la matière qui constitue le Soleil se trouve entièrement à l'état gazeux.*

Mais il faut bien voir que les gaz qui se trouvent à l'intérieur du Soleil ont à supporter la pression exercée par tous ceux qui forment les parties extérieures, pression qui atteint peut-être, au centre du Soleil, plusieurs milliards d'atmosphères : un gaz soumis à une telle pression ressemble plus, par sa densité et ses autres propriétés physiques, à ce que nous appelons généralement un liquide qu'à ce que nous nous représentons sous le nom de gaz. La pression atteint d'ailleurs très rapidement des valeurs élevées lorsqu'on s'enfonce dans la masse gazeuse, car la valeur élevée de la pesanteur G fait que cet accroissement est beaucoup plus rapide que dans l'atmosphère terrestre : le calcul, qui a été développé par Schwarzschild, montre qu'*il*

suffit de s'enfoncer de quelques dizaines de kilomètres pour que la pression soit décuplée. Si nous considérons comme étant la surface du Soleil une certaine sphère ACB où la pression est d'un centième d'atmosphère, nous trouverons (*fig.* 1) à une centaine de kilomètres au-dessous de cette sphère une couche A′C′B′ où la la pression est de l'ordre d'une atmosphère, et encore une centaine de kilomètres plus bas une nouvelle couche A″C″B″ où la pression est de l'ordre de 100 atmosphères.

Cet accroissement rapide de la pression a pour conséquence que la partie du Soleil accessible à l'observation est constituée par une couche dont l'épaisseur est très faible par rapport au rayon solaire. Nous verrons (page 27) que notre atmosphère terrestre, équivalente à 8 km. de gaz à la pression atmosphérique, absorbe déjà une notable partie du rayonnement solaire qui la traverse : il est certain qu'un rayon lumineux tel que C_0C'' pénétrant dans la matière solaire est totalement absorbé par la traversée d'un parcours C′C″ d'une centaine de kilomètres sous une pression finissant par atteindre 100 atmosphères, et inversement que le rayonnement

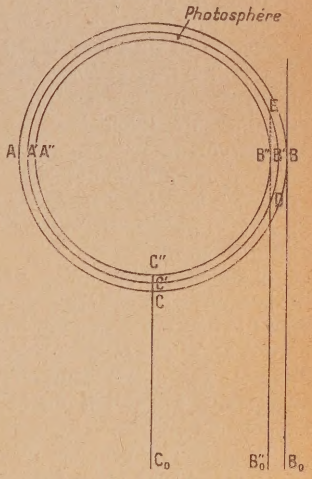


FIG. 1

provenant du point C″ du Soleil ne peut pas parvenir à l'observateur terrestre C_0. Le rayonnement que nous recevons du Soleil provient donc d'une couche très mince, de l'ordre de 100 à 200 km. : c'est cette couche, assez mal définie d'ailleurs, et sujette à toutes les ondulations qui peuvent se produire dans une masse fluide, que nous appelons la *photosphère.*

Nous voyons en même temps que, tandis qu'un rayon tel que B_0B passe à côté du Soleil sans être absorbé, un rayon tel que B''_0B'', qui aurait à parcourir à l'intérieur de la sphère B′ un trajet DE de quelques dizaines de mille kilomètres, est certainement absorbé bien avant d'être arrivé en B″. Il suffit donc d'un déplacement du rayon B_0B bien inférieur à BB″ pour passer de la transparence complète à l'opacité complète ; le déplacement nécessaire est peut-être de quelques dizaines de kilomètres, et paraît certainement à l'observateur terrestre inférieur à 1/10 de seconde d'arc : on comprend ainsi pourquoi *la boule de gaz qui constitue le Soleil nous paraît avoir un contour apparent net, bien qu'elle ne présente en réalité aucune surface de discontinuité.*

Signalons enfin qu'en dehors de la photosphère existe une atmosphère gazeuse à très faible pression, dont la hauteur est de plusieurs milliers de kilomètres, qu'on appelle la *chromosphère* : nous verrons (page 139) que les gaz qui la composent sont en quelque sorte soustraits à l'action de la gravitation, dont nous venons de voir les conséquences pour la photosphère, et que le facteur principal de l'équilibre y est la pression de radiation. Il n'y a bien entendu aucune discontinuité entre la photosphère et la chromosphère ; le passage de l'une à l'autre s'effectue par une couche intermédiaire de quelques centaines de kilomètres qu'on appelle la *couche renversante* (cf. page 140), où la pression passe de la valeur de l'ordre du cent-

millième d'atmosphère qui caractérise la base de la chromosphère à la valeur de l'ordre du centième d'atmosphère qui correspond au niveau supérieur de la photosphère, et où le rôle de la pression de radiation diminue progressivement d'importance devant celui de la gravitation, qui est le facteur essentiel de l'équilibre pour la photosphère et les couches internes.

La luminosité du Soleil

L'intensité lumineuse du Soleil. — L'intensité lumineuse du Soleil peut être comparée, à l'aide d'un photomètre quelconque, à celle d'une source terrestre : la difficulté de cette comparaison ne vient que de la trop grande différence des deux sources à comparer. Les premières mesures, faites en 1725 par Bouguer et en 1799 par Wollaston, indiquaient que le Soleil produisait sur un écran placé à la surface de la Terre un éclairement de 60.000 lux, c'est-à-dire le même éclairement qu'une source de 60.000 bougies placée à 1 mètre de cet écran.

Pour obtenir une valeur bien définie, il convient de faire subir aux nombres obtenus une correction destinée à tenir compte de l'absorption que subit la lumière solaire en traversant l'atmosphère terrestre, correction qui dépend, comme nous le verrons à la page 24, de la hauteur du Soleil au-dessus de l'horizon ; il faut aussi tenir compte de la distance actuelle du Soleil à la Terre, et ramener le nombre obtenu à ce qu'il serait si le soleil se trouvait à la distance moyenne *a*. L'éclairement produit sur un écran au niveau de la mer par le soleil au zénith est de 100.000 lux d'après Fabry (1903), de 103.000 lux d'après Kimball (1914) ; ces nombres correspondraient à un éclairement de

134.000 lux sur un écran placé en dehors de l'atmosphère.

Connaissant la valeur de l'éclairement E produit à la surface de la Terre, ainsi que la surface apparente ω du Soleil, il est facile de calculer la brillance moyenne $B = E/\omega$ de la surface solaire : on trouve ainsi que cette brillance moyenne est d'environ 240.000 bougies par centimètre carré.

Comparaison du Soleil aux étoiles. — Nous avons vu que l'éclairement produit par le Soleil à la surface de la terre a pu être comparé à l'éclairement produit par des sources étalons terrestres ; on a pu comparer d'autre part à ces sources l'éclairement produit par les étoiles les plus brillantes, de sorte qu'on peut évaluer en grandeurs stellaires la luminosité apparente du Soleil. Des comparaisons photométriques directes ont également pu être faites entre le Soleil et certaines étoiles, soit en comparant à l'image stellaire une image ponctuelle du Soleil, obtenue par une combinaison convenable de lentilles, et affaiblie par des verres absorbants étalonnés, soit en comparant l'éclairement d'une image solaire suffisamment affaiblie à l'éclairement du petit disque lumineux que fournit l'étoile en dehors du plan focal de l'objectif d'observation.

Les mesures ainsi effectuées par Zöllner, Fabry, Pickering, Ceraski, ont fourni des résultats très concordants : on peut prendre pour la *grandeur stellaire* du Soleil la valeur — 26,72, avec une erreur qui ne dépasse sans doute pas 0,05, c'est-à-dire que l'éclairement produit par le Soleil à la surface de la Terre est $(2{,}51)^{26{,}72}$ fois plus grand que celui produit par une étoile de grandeur 0, ou encore $(2{,}51)^{25{,}1}$ fois plus grand que celui produit par Sirius, qui est de grandeur — 1,6.

Des comparaisons entre le Soleil et les étoiles les

plus brillantes ont également été faites par des méthodes photographiques ; elles ont fourni pour la *grandeur photographique* du Soleil la valeur — 25,93. La différence + 0,79 entre la grandeur photographique et la grandeur visuelle représente l'*indice de couleur* du Soleil : cette différence est bien de l'ordre de grandeur que l'on trouve habituellement pour les étoiles du même type spectral Go que le Soleil, elle range nettement le Soleil dans la classe des étoiles jaunes.

Les chiffres que nous avons donnés permettent de calculer la *grandeur absolue* du Soleil, c'est-à-dire la grandeur stellaire qu'il nous paraîtrait avoir s'il se trouvait à la distance de 10 parsecs, de laquelle le rayon *a* de l'orbite terrestre est vu sous un angle de 0″,1, soit environ 1/2.000.000 de radian. Éloigné à cette distance, qui est 2.000.000 de fois plus grande que sa distance moyenne *a*, le Soleil nous paraîtrait $4.10^{12} = (2{,}51)^{31{,}57}$ fois moins lumineux. Sa grandeur visuelle serait donc $-26{,}72 + 31{,}57 = 4{,}85$, sa grandeur photographique 5,64. Ainsi le Soleil, placé à une distance qui est de l'ordre de celle des étoiles les plus rapprochées, nous apparaîtrait comme une étoile de cinquième grandeur, c'est-à-dire comme une étoile très faible : *considéré parmi les étoiles, le Soleil doit être considéré comme une étoile peu lumineuse* ; il est par exemple 14.000 fois moins lumineux que Rigel, dont la grandeur absolue est — 5,5, et 26 fois moins lumineux que Sirius, dont la grandeur absolue est 1,3.

Répartition de la brillance sur le disque solaire. — Nous avons calculé tout à l'heure la brillance moyenne de la surface solaire : mais tous les points du disque solaire ne nous apparaissent pas comme également lumineux. On sait depuis longtemps que la brillance apparente du disque va en diminuant régulièrement depuis le centre jusqu'au bord, et ces variations

avaient déjà fait au XVIII^e siècle l'objet de mesures quantitatives de Bouguer.

La mesure photométrique de la brillance aux différents points du disque solaire s'effectue en isolant dans une image solaire, par un diaphragme convenable, la région du Soleil à étudier, et en éclairant le photomètre par la partie de l'image ainsi isolée. Des erreurs peuvent être introduites dans ces mesures par la diffusion par l'atmosphère terrestre : elle superpose à la lumière provenant de la région étudiée de la lumière provenant des autres régions du Soleil, et atténue ainsi les différences à mesurer. Une méthode échappant à cette cause d'erreur a été employée par Julius lors des éclipses totales de 1905 et 1912 : il a relevé la courbe de variation de l'intensité lumineuse totale pendant les phases partielles de l'éclipse, et, ayant ainsi les intensités lumineuses des divers croissants que formait la partie non éclipsée du Soleil, il a pu calculer les brillances des diverses zones successivement découvertes.

Le tableau suivant donne la brillance observée à une distance r du centre du disque solaire ; la première ligne donne la distance r, exprimée en fraction du rayon R du Soleil ; la seconde ligne donne les nombres obtenus par Julius en 1912, et la troisième la moyenne des nombres obtenus par divers observateurs en dehors des éclipses ; tous ces nombres sont exprimés en attribuant la valeur 100 à la brillance au centre :

r/R	0,00	0,40	0,80	0,90	0,95	0,98
Julius 1912	100	93,8	77,8	69,0	61,0	
Autres observateurs ..	100	96,4	80,2	69,6	60,5	49,0

Il est facile, en se reportant à la figure 1 (page 9), de comprendre la raison de l'obscurcissement du bord : pour pénétrer à une profondeur $BB'' = CC''$, un rayon B''_0B'' qui tombe sur le bord du Soleil a à parcourir dans la masse solaire un trajet beaucoup

plus long que le rayon C_0C'' qui tombe au centre, il est donc complètement absorbé lorsqu'il est parvenu à une profondeur beaucoup moins grande que celle que peut atteindre le rayon central, Réciproquement, la lumière que nous apportent les rayons marginaux provient de couches de l'astre beaucoup moins profondes que celle que nous apportent les rayons centraux : ces couches moins profondes sont aussi à une température moins élevée, et par conséquent sont moins lumineuses.

L'obscurcissement des bords est donc lié à l'absorption par la matière gazeuse qui constitue le Soleil, et dépend, comme cette absorption, de la longueur d'onde de la radiation étudiée. Nous y reviendrons (page 45) à propos de la répartition spectrale de l'énergie lumineuse rayonnée par le Soleil ; signalons simplement ici que l'absorption est d'autant plus forte et l'obscurcissement des bords d'autant plus marqué que la longueur d'onde est plus courte. Le centre du Soleil paraît effectivement plus bleu que les bords, et l'obscurcissement des bords est particulièrement visible sur les photographies du Soleil, comme on le voit sur la planche I qui reproduit une de ces photographies.

CHAPITRE II

LE RAYONNEMENT ET LA TEMPÉRATURE DU SOLEIL

La constante solaire et ses variations

Définition de la constante solaire. — Les nombres que nous avons donnés tout à l'heure se rapportent au flux lumineux que nous envoie le Soleil, et mesurent en quelque sorte son efficacité comme source de lumière. Mais le Soleil ne sert pas uniquement à nous éclairer, et l'énergie rayonnante qu'il envoie sur la Terre y joue un rôle beaucoup plus important : c'est cette énergie qui, se transformant finalement en chaleur, maintient la température de notre globe à une valeur compatible avec l'existence de la vie ; c'est elle qui assure la circulation de l'air dans l'atmosphère, par les différences de température qu'elle y crée, et la circulation de l'eau à la surface de la Terre, par l'évaporation des eaux océaniques qu'elle provoque ; c'est encore elle qui, par la réaction chlorophyllienne, permet la végétation actuelle, et a permis les végétations anciennes qui ont accumulé les réserves de houille que nous exploitons aujourd'hui.

C'est donc le rayonnement solaire qui est la source de toute l'énergie disponible sur la Terre ; c'est son

intensité qui règle les climats des diverses régions de notre globe et y permet le développement de la vie sous toutes ses formes. L'importance des effets des diverses radiations qui le composent n'est d'ailleurs en aucune façon proportionnelle à l'impression lumineuse qu'elles produisent sur l'œil : en particulier, il n'est pas possible de ne pas tenir compte dans l'étude de ses divers effets des radiations infra-rouges et ultra-violettes qu'il contient, bien que l'œil n'y soit pas sensible.

Le rayonnement solaire doit donc être mesuré par l'énergie qu'il apporte, énergie qu'on a l'habitude d'évaluer en unités calorifiques. Il faut d'ailleurs évaluer cette énergie non pas sur le sol, mais à la limite supérieure de l'atmosphère : on peut en effet considérer que toute l'énergie rayonnante qui atteint notre atmosphère, sauf la fraction qui en est renvoyée par diffusion ou réflexion vers les espaces interplanétaires (1), est finalement, après un cycle de dégradations plus ou moins complexe, transformée en énergie calorifique pour l'entretien de la chaleur terrestre.

On est ainsi conduit à la définition suivante de la quantité qu'on appelle la « constante solaire ». *La constante solaire est la quantité d'énergie, évaluée en petites calories, reçue du Soleil par minute par un centimètre carré de la surface terrestre exposé normalement au rayonnement solaire* ; l'évaluation doit être faite en comprenant l'ensemble du rayonnement, y compris les radiations invisibles et les radiations absorbées dans la traversée de l'atmosphère.

Calorimètres pour la mesure de la constante solaire. — Les premières mesures de la constante solaire ont été

(1) Cette fraction renvoyée n'est pas négligeable, puisqu'on l'évalue pour les radiations visibles à 45 pour 100 (albedo de la Terre).

faites en 1838 par Pouillet. Son *actinomètre* est constitué simplement par une boîte plate d'argent à parois minces remplie d'eau ; l'une de ses faces, plane et de surface connue, est noircie au noir de fumée ; on l'expose normalement au rayonnement solaire, et l'on suit l'élévation de température de l'eau à l'aide d'un thermomètre plongeant dans cette eau. Il est facile, connaissant la masse d'eau, de déduire de cette élévation de température la quantité de chaleur qu'elle a reçue ; en divisant par le temps exprimé en minutes et par la surface d'exposition exprimée en centimètres carrés, on obtient la constante solaire.

Un appareil plus perfectionné est le *pyrrhéliomètre à courant d'eau* construit par Abbot en 1910 (*fig.* 2). Le faisceau solaire, limité par des diaphragmes B et C, pénètre dans une boîte cylindrique creuse à fond coni-

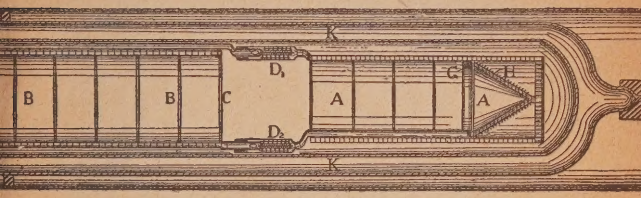


FIG. 2

que A, dont les parois sont noircies intérieurement ; un support convenable permet d'orienter la surface S du diaphragme C normalement aux rayons solaires. La boîte est à doubles parois, et entre les deux parois circule, suivant un trajet hélicoïdal, un courant d'eau, qui entre en E et sort en F. La chaleur apportée par le faisceau solaire sert à échauffer cette eau ; deux spirales de platine D_1 D_2, intercalées dans les deux branches d'un pont de Wheatstone, forment un

thermomètre à résistance différentiel très sensible permettant de mesurer avec précision une élévation de température Δt même très faible. On mesure d'autre part le débit du courant d'eau : s'il passe M grammes d'eau par minute, la quantité de chaleur reçue par minute est $M \Delta t$ et la constante solaire est $M \Delta t / S$. La forme creuse des surfaces réceptrices assure une absorption complète du faisceau solaire, et d'autre part la petitesse de l'élévation de température Δt rend très faibles les pertes de chaleur, qu'on réduit encore en plaçant l'appareil dans un vase de Dewar KK.

L'exécution d'une mesure avec le pyrrhéliomètre à courant d'eau est une opération longue et délicate, et l'appareil ne peut guère être considéré que comme un appareil de contrôle, utilisé pour étalonner des appareils de mesures relatives d'emploi plus commode. En fait, la plupart des mesures d'Abbot et de ses collaborateurs (pages 27 à 33) ont été faites avec un appareil, le *pyrrhéliomètre à disque d'argent*, très semblable dans son principe et son mode d'emploi à l'actinomètre de Pouillet. Le calorimètre y est un simple disque d'argent creux, noirci sur sa face antérieure, et contenant dans sa cavité le réservoir d'un thermomètre ; on y a seulement pris la précaution de placer le disque au centre d'une chambre en laiton noirci, protégée elle-même des variations de température et des courants d'air par une boîte en bois, et munie, pour permettre l'entrée du faisceau solaire, d'un tube cylindrique portant les diaphragmes qui le limitent. On assure ainsi la constance des conditions de refroidissement et des pertes de chaleur ; l'appareil a une fidélité satisfaisante, et peut être étalonné une fois pour toutes par comparaison au pyrhéliomètre à courant d'eau.

Pyrrhéliomètres à lecture directe. — Les mesures relatives peuvent être encore plus rapides avec les

appareils du type du *pyrrhéliomètre d'Angström*, dont le principe est nettement différent de celui du calorimètre. L'organe récepteur y a une capacité calorifique très faible et sa température s'élève très rapidement ; elle se fixe à une valeur telle que la perte par refroidissement compense exactement l'apport de chaleur solaire. Ce récepteur est placé au centre d'une boule creuse, argentée et polie extérieurement, et ne possédant que l'orifice nécessaire à l'entrée du faisceau solaire ; la chaleur perdue par le récepteur est alors indépendante des conditions extérieures de température et d'agitation de l'atmosphère ; elle ne dépend que de la différence de température entre le récepteur et l'enceinte, et lui est proportionnelle. Il en est de même, lorsque l'équilibre est atteint, de la quantité de chaleur apportée par seconde par le faisceau solaire, et il suffit, pour avoir des mesures relatives de la constante solaire, de mesurer la différence de température entre le récepteur et l'enceinte, mesure qui s'effectue commodément à l'aide d'une pile thermo-électrique.

Dans le pyrrhéliomètre d'Angström, le récepteur est constitué par une lame mince de manganine, de quelques microns d'épaisseur, collée à la gutta sur une lame mince de cuivre ; c'est sur cette lame de cuivre que sont fixées les soudures paires d'une pile thermo-électrique cuivre-constantan : l'équilibre de température et l'équilibre du cadre du galvanomètre sont atteints en un temps qui est de l'ordre de 20 à 30 secondes. L'appareil d'Angström date de 1896 : les perfectionnements apportés depuis cette époque aux piles thermo-électriques ont permis à Gorczynski de construire en 1924 un pyrrhéliomètre du même type, muni d'une pile de Moll, dans lequel l'équilibre thermique est atteint en moins de deux secondes, et dans lequel la force électromotrice à mesurer peut atteindre 40 millivolts lorsque le Soleil est au zénith.

Une telle f. é. m. peut être mesurée avec un millivoltmètre à lecture directe ou avec un millivoltmètre enregistreur : on constitue ainsi un *pyrrhéliomètre enregistreur*, permettant d'inscrire les variations de la chaleur reçue au cours de la journée ; il faut, bien entendu, que l'appareil soit porté par une monture parallactique, assurant automatiquement le maintien de l'orientation de la surface réceptrice normalement à la direction des rayons solaires.

Les appareils que nous venons de décrire doivent être étalonnés par comparaison avec un appareil de mesures absolues. Le pyrrhéliomètre d'Angström était construit de façon à permettre directement cet étalonnage. A cet effet, il comportait, non pas un récepteur, mais deux récepteurs identiques, disposés côte à côte dans la même enceinte, et dont la pile thermoélectrique fournissait directement la différence des températures. Un seul des récepteurs étant insolé et l'autre maintenu à l'abri du faisceau solaire, la déviation du galvanomètre mesure en valeur relative la chaleur apportée par ce faisceau. Pour avoir sa valeur absolue, on fait passer dans la lame de manganine du récepteur qui se trouve à l'ombre un courant électrique d'intensité i mesurée par un milliampèremètre ; la résistance r de la lame étant connue, on sait qu'elle reçoit alors par seconde une quantité de chaleur $q = ri^2/J$; si l'on a réglé le courant i de façon à annuler la différence de température des deux récepteurs, c'est là précisément la quantité de chaleur apportée sur le récepteur insolé par le faisceau solaire.

Il n'est pas certain que l'appareil d'Angström soit inférieur, pour les mesures absolues, à l'appareil à courant d'eau d'Abbot. Pour les mesures relatives, il présente, sur l'appareil à disque d'argent d'Abbot, l'avantage d'une plus grande rapidité d'indication ; il a de plus l'avantage de mieux se prêter à des étalon-

nages fréquents, qui sont indispensables parce que les échanges de chaleur entre le récepteur et l'enceinte, dont la valeur définit la constante de proportionnalité entre les chaleurs reçues et les indications de l'appareil, peuvent varier si l'état des surfaces (propreté, polissage, etc.) vient à varier.

Dans tous les appareils, c'est la difficulté d'obtenir une parfaite stabilité des conditions de refroidissement qui limite la précision des mesures relatives ; c'est la difficulté d'assurer une absorption complète du rayonnement incident qui limite la précision des mesures absolues. Il semble qu'il n'est guère possible de garantir que les erreurs soient inférieures à 1 %, soit pour les mesures absolues, soit pour les mesures relatives faites à plusieurs jours d'intervalle.

Correction de l'absorption atmosphérique. — La quantité de chaleur reçue par le pyrhéliomètre est très variable d'un jour à l'autre, même pour des hauteurs égales du Soleil au-dessus de l'horizon ; c'est que la transparence de l'atmosphère varie avec les conditions météorologiques, et en particulier avec son degré d'humidité : c'est ainsi qu'à Washington, par de belles journées sans nuages, et pour un Soleil à moins de 45° du zénith, la quantité de chaleur reçue par centimètre carré et par minute varie, d'après Abbot, de 1,15 à 1,45 calories. L'absorption atmosphérique est naturellement moins importante lorsque les rayons ont traversé une couche d'air moins épaisse, c'est-à-dire lorsqu'on fait les mesures à une altitude plus élevée : au Mont-Wilson, dont l'altitude est de 1.731 m., Abbot a obtenu des valeurs allant de 1,45 à 1,62 cal/cm²/min, et au Mont-Whitney, à 4.350 m., l'indication du pyrrhéliomètre peut atteindre 1,75 cal/cm²/min. Ces quelques nombres suffisent à montrer qu'il est absolument nécessaire, pour obtenir

la valeur de la constante solaire, de faire subir aux nombres mesurés une correction qui dépend du jour et du lieu de l'observation ; cette correction sera d'autant plus faible, et pourra par suite être d'autant plus précise, que les mesures auront été faites à une altitude plus grande.

Cette correction s'effectue par la comparaison des mesures faites à différentes heures de la journée, pour différentes valeurs de la distance zénithale z du Soleil. La hauteur de l'atmosphère ne dépassant certainement pas une centaine de kilomètres, on peut, pour calculer l'épaisseur l d'air traversée, négliger la courbure de la Terre — tout au moins tant que le soleil n'est pas très près de l'horizon. La figure 3 montre alors immédiatement que la longueur $OB = l$ est liée à l'épaisseur normale $OA = h$ de l'atmosphère par la relation $l = h \sec z$. Désignons par W_0 la quantité d'énergie envoyée effectivement par le Soleil, par a le coefficient de transmission de l'atmosphère pour le soleil au zénith : la quantité d'énergie reçue après traversée de l'épaisseur h est $a\,W_0$. Si maintenant les rayons traversent une seconde, une troisième... quantité d'air d'épaisseur h, leur intensité est à chaque fois multipliée à nouveau par le coefficient a et les quantités reçues sont a^2W_0, a^3W_0... S'ils ont traversé l'épaisseur $l = h \sec z$, la quantité reçue est donnée par la *formule de Bouguer* :

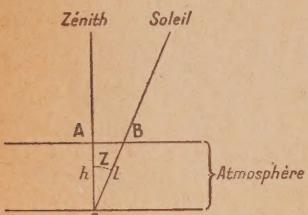


FIG 3

$$W = W_0\, a^{\sec z}$$

On représente graphiquement cette formule en portant en abscisses les valeurs de sec z et en ordonnées les valeurs du logarithme de l'énergie reçue ; la courbe théorique :

$$\log W = \log W_0 + \log a \times \sec z$$

est une droite dont l'ordonnée à l'origine $\log W_0$ est le logarithme de la constante solaire W_0. C'est cette

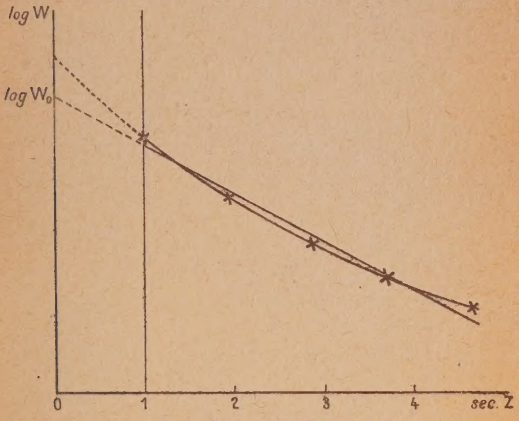


FIG. 4

méthode qu'a employée Pouillet dès 1838, en traçant (*fig.* 4) la droite qui passait au mieux par les points expérimentaux, et qui lui a fourni pour W_0 la valeur 1,76 cal/cm²/min.

Nous savons aujourd'hui que ce nombre est en réalité trop faible. Les points expérimentaux dessinent en effet une courbe dont la courbure est certaine, et l'extrapolation de cette courbe de l'épaisseur h à l'épaisseur nulle ne peut pas se faire par la droite de

Bouguer. La raison en est que la formule de Bouguer n'est valable que pour une radiation monochromatique : le coefficient de transmission global a de l'atmosphère pour l'ensemble du rayonnement solaire est la moyenne des coefficients a_λ qui correspondent aux différentes radiations monochromatiques qui le composent, et cette moyenne dépend de l'importance relative des diverses radiations. Cette importance relative est modifiée par leur absorption même au cours de la traversée de l'atmosphère, de sorte que les différentes épaisseurs h traversées successivement n'ont pas, comme nous l'avons admis, le même coefficient de transmission.

Il est donc nécessaire de déterminer l'absorption atmosphérique pour les diverses radiations monochromatiques : cette nécessité a été indiquée par Radau, et les mesures ont été faites pour la première fois par Langley en 1884. Pour faire ces mesures, on isole par un dispositif spectral une radiation de longueur d'onde λ, on mesure l'énergie W_λ qu'elle apporte à l'appareil d'observation pour diverses valeurs de la distance zénithale z, et l'on construit la courbe de cordonnées sec z et log W_λ ; on obtient cette fois des droites parfaites, dont les coefficients angulaires donnent les valeurs a_λ du coefficient de transmission pour les diverses radiations. On remarquera que cette détermination n'exige que des mesures relatives des W_λ relatifs à chaque radiation, de sorte qu'elles peuvent être faites par une méthode absolument quelconque, par exemple par photométrie visuelle pour les radiations du spectre visible, par photométrie photographique pour les radiations ultraviolettes. Il faut ensuite, pour calculer le coefficient de transmission global a, faire la moyenne des valeurs de a_λ, en tenant compte bien entendu de l'importance relative des diverses radiations dans le rayonnement total : on a donc besoin pour ce calcul de connaître

les valeurs relatives de W_λ pour les diverses longueurs d'onde, valeurs relatives qui peuvent être déterminées avec un appareil de mesures calorifiques quelconque, par exemple avec le bolomètre (page 41).

Si l'on se borne aux radiations visibles, on trouve un coefficient de transmission a qui est de l'ordre de 0,82 au niveau de la mer ; mais en tenant compte des radiations invisibles, on trouve une valeur plus faible, à cause de l'absorption plus grande des radiations ultra-violettes : c'est ainsi qu'Abbot et Fowle ont trouvé à Washington, pour les plus belles journées, $a = 0{,}699$. Pour ces mêmes journées, ils ont trouvé au Mont Wilson $a = 0{,}817$: il y a donc un énorme avantage, pour réduire une correction toujours délicate à calculer, à faire les mesures de constante solaire dans un observatoire de montagne ; elles se trouvent en même temps facilitées parce que l'élimination du trouble de la basse atmosphère augmente le nombre des journées utilisables aux observations.

Une fois le coefficient a calculé, il suffit de diviser par sa valeur la quantité de chaleur W reçue lorsque le Soleil est au zénith pour avoir la valeur de la constante solaire. Remarquons que, tandis que les mesures qui donnent a sont des mesures relatives, faites avec des unités arbitraires, la mesure qui fournit W doit être une mesure absolue faite en petites calories par centimètre carré et par minute.

Valeur absolue de la constante solaire. — Les mesures anciennes de la constante solaire ont donné des résultats assez divergents, variant de 1,7 à 3,4 cal/cm²/min. Des résultats beaucoup plus concordants ont été obtenus par les divers observateurs depuis qu'Abbot et Fowle ont établi les conditions correctes d'évaluation de la transparence atmosphérique ; on en jugera par le tableau suivant :

Mesures d'Abbot et de ses collaborateurs :

Mesures faites à Washington de 1902 à 1907 .	1,96
Mesures faites au Mont-Wilson de 1905 à 1910.	1,896 à 1,943
Mesures faites au Mont-Whitney de 1909 à 1910..	1,933 à 1,979
Moyenne générale des mesures de 1905 à 1924...	1,937
Mesures faites par Dorno à Davos en 1913.....	1,927
Mesures faites par Wilsing à Potsdam en 1924 ..	1,924

On peut admettre comme valeur moyenne de la constante solaire la moyenne générale des mesures d'Abbot, $W_0 = 1{,}94$ cal/cm^2/min, avec une erreur qui ne dépasse sans doute pas 1 % ($\Delta W_0 = \pm 0{,}02$).

Il est à remarquer que la valeur ainsi adoptée est certainement inférieure à la valeur réelle du rayonnement solaire qui atteint les couches supérieures de l'atmosphère. Les radiations ultra-violettes de longueur d'onde inférieure à 2.900 angströms sont en effet arrêtées dès ces couches supérieures, et ne parviennent en aucun cas au pyrrhéliomètre, de sorte qu'il n'en est tenu compte ni dans la mesure de W, ni dans la détermination de *a*. En assimilant le spectre solaire à celui d'un corps noir à la température de 6000° actuellement adoptée pour la température de brillance du Soleil (page 51), la théorie indique que ces radiations doivent transporter environ 3,4 % de l'énergie totale. De même l'absorption atmosphérique nous rend inaccessibles certaines des radiations infrarouges de longueur d'onde supérieure à 2,4 μ, qui doivent transporter 2 % de l'énergie totale. Il y a donc en tout 5,4 % de l'énergie qui échappent entièrement à nos mesures, et les nombres trouvés devraient être relevés dans cette proportion pour fournir la valeur réelle de l'énergie reçue du Soleil : cette énergie serait donc voisine de 2,04 calories par cm. carré et par minute.

Variations de la constante solaire. — Nous avons dit que la précision des mesures de la constante solaire

doit être de l'ordre de 1 %, et il ne paraît pas douteux en particulier que les mesures d'Abbot doivent être comparables entre elles avec cette précision. Or ces mesures présentent entre elles, comme on le voit sur le Tableau précédent, des différences nettement supérieures à 1% , les valeurs les plus faibles de la série du Mont-Wilson citée dans ce tableau étant inférieures de 4 % aux valeurs les plus fortes de la série du Mont-Whitney. Ces différences doivent donc correspondre à des variations réelles de la constante solaire.

L'étude de ces variations a été systématiquement poursuivie depuis 30 ans par Abbot et ses collaborateurs de la Smithsonian Institution. Ils ont en particulier essayé de montrer qu'il s'agissait bien de variations réelles de l'activité solaire en montrant que les mêmes variations se produisent en même temps en différents points de la Terre : des mesures simultanées ont été faites dès 1911-1912 au Mont-Wilson et en Algérie ; les observations sont faites régulièrement depuis 1920 au Mont Harqua-Hala dans l'Arizona et au Mont Montezuma dans le désert de nitrate du Chili, et une troisième station a été installée récemment au Mont Brukkaros dans l'Afrique du Sud.

Les premières mesures ont montré des variations considérables : il n'était pas rare d'obtenir sur un espace de quelques jours des variations de 2, 3 et même 5 % et la dispersion des valeurs journalières était telle que leur écart moyen, par rapport à la moyenne mensuelle, était de l'ordre de 1,5 à 2 %. Mais cette dispersion des mesures a été en s'atténuant avec le temps, l'écart moyen tombant aux environs de 1 % pour la période 1918-1919, et au-dessous de 0,5 % pour la période 1922-1924. Il est bien difficile de ne pas penser que cette diminution est liée à l'augmentation de la précision des mesures ou au remplacement des stations

anciennes par de nouvelles stations mieux placées au point de vue de la constance de la transparence de l'atmosphère, et de ne pas en déduire que la dispersion des mesures ne fait que traduire les erreurs expérimentales. C'est d'ailleurs à la même conclusion que conduit l'examen des résultats obtenus simultanément en différentes stations : tandis que les fluctuations observées en 1911-1912 au Mont Wilson et en Algérie présentent une corrélation très marquée, il est à peine possible d'établir une corrélation entre les fluctuations, beaucoup plus faibles d'ailleurs, observées en 1923-1924 aux Monts Harqua-Hala et Montezuma.

Il semble pourtant difficile de ne pas admettre la réalité de certaines variations rapides : c'est le cas par exemple pour une variation de plus de 5 % qui a été observée en 1920 et qui a suivi de 24 heures le passage d'une tache au méridien central du Soleil ; ce passage a eu lieu le 22 juillet, et la constante solaire, qui était de 1,95 le 16, est tombée à 1,86 le 23, pour remonter à 1,97 le 27. Il doit bien s'agir là d'un phénomène lié à l'activité solaire, par un mécanisme d'ailleurs inconnu ; Abbot propose de l'expliquer en admettant une absorption du rayonnement solaire par des jets coronaux (page 201) issus de la tache.

Variations à longue période. — Quelle que soit la cause des variations observées d'un jour à l'autre, qu'il s'agisse de variations réelles ou d'erreurs instrumentales, ces fluctuations s'éliminent lorsqu'on prend la moyenne mensuelle des mesures quotidiennes, et l'on obtient avec ces moyennes mensuelles des courbes assez régulières qui permettent d'étudier les variations à longue période de la constante solaire : il semble bien qu'elle ait atteint en 1917-1918 un maximum voisin de 1,96, tandis qu'elle est passée en 1923-1924 par un minimum de l'ordre de 1,92 ; il est difficile de contester

la réalité d'une telle différence, qui atteint 2 %, et est certainement supérieure à l'erreur qui peut affecter la moyenne d'un certain nombre de mesures. Les calculs de moyennes ont d'ailleurs été repris récemment par Abbot en cherchant à rendre les éléments employés aussi comparables que possible : il a choisi à cet effet, dans les mois de juillet des diverses années, les journées pour lesquelles l'atmosphère avait la même

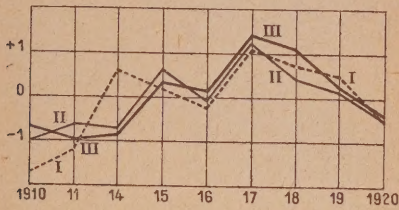


FIG. 5

transparence et contenait la même quantité de vapeur d'eau, et il a calculé les moyennes de chaque mois de juillet en n'utilisant que les mesures de ces journées sélectionnées. La courbe ainsi obtenue est la courbe II de la figure 5 : elle ne diffère pas sensiblement, tout au moins pour les mesures postérieures à 1914, de la courbe I qui représente les moyennes calculées avec toutes les mesures. Ces variations à longue période de la constante solaire sont sans doute liées à la variation générale de l'activité solaire, telle qu'elle se manifeste par les variations du nombre de taches (page 147). C'est ce que montre la figure 5, sur laquelle ces dernières variations sont représentées par la courbe III : le maximum de la constante solaire correspond au maximum du nombre de taches de 1917, le minimum au minimum du nombre de taches de 1923.

On a quelquefois contesté l'existence de la variation de 2 % trouvée par Abbot en prétendant qu'elle devrait avoir sur le climat de la Terre une influence que l'on n'observe pas en réalité. Le calcul indique qu'elle devrait produire une variation de 1°,5 de la température moyenne de la Terre, mais cet effet peut être plus ou moins masqué par des modifications dans l'évaporation et dans la circulation des nuages. Il y a certainement un effet de l'activité solaire sur les saisons, par exemple sur la longueur et la chaleur de l'été ou de l'hiver, mais il s'agit là d'un effet extrêmement complexe que la météorologie est impuissante à débrouiller actuellement. Peut-être l'effet thermique est-il plus sensible sur des planètes à atmosphère plus faible, comme la planète Mars : on a signalé que les calottes polaires de cette dernière planète étaient plus étendues, autrement dit subissaient une fusion moins importante, dans les années où le nombre des taches solaires passait par un minimum.

On a également trouvé étonnant que les mesures de constante solaire indiquent des variations aussi importantes, alors que les mesures photométriques de l'intensité lumineuse du Soleil n'ont jamais montré aucune variation de cette intensité. Des travaux récents d'Abbot (1925) et de Pettit (1926) semblent montrer que le rayonnement de longueur d'onde supérieur à 5000 angströms est constant, et que la variation porte uniquement sur les radiations de longueurs d'onde plus courtes et en particulier sur les radiations ultra-violettes : la variation relative de l'intensité de ces radiations est naturellement beaucoup plus importante que celle de la constante solaire, elle atteindrait 57 % d'après certaines séries de mesures, 26 % ou 17 % seulement d'après certaines autres.

Mais il est remarquable que les variations ainsi observées pour le rayonnement ultra-violet, évalué en

dehors de notre atmosphère, présentent une corrélation très nette avec les variations de la transparence de l'atmosphère : les valeurs élevées du rayonnement sont toujours observées au cours des journées où l'atmosphère est particulièrement transparente. Cette coïncidence conduit naturellement à se demander si les variations observées du rayonnement ne sont pas en réalité dues à des erreurs dans l'évaluation de l'absorption atmosphérique : il ne faut pas oublier que, pour les radiations ultra-violettes, cette absorption est de 50 à 60 % de l'énergie incidente, de sorte que la correction à faire pour le calcul de cette énergie est plus grande que l'énergie effectivement mesurée par l'appareil récepteur, et que d'autre part cette correction est évaluée d'après des mesures qui utilisent des rayons ayant suivi dans l'atmosphère des parcours différents à des heures différentes.

Il est extrêmement difficile de conclure, et de dire si les variations observées dans les mesures de la constante solaire ont réellement leur origine dans le Soleil, ou si elles sont dues à des phénomènes de l'atmosphère terrestre, qui d'ailleurs peuvent être eux-mêmes provoqués par les variations de l'activité solaire. C'est une question qui reste ouverte, et dont la solution semble aujourd'hui dépendre des progrès futurs de nos connaissances sur l'absorption des rayons ultra-violets par l'atmosphère terrestre et en particulier par la haute atmosphère (cf. page 37).

Le spectre continu du Soleil et la répartition spectrale de l'énergie

Le spectre visible du Soleil. — C'est en faisant tomber sur un prisme un pinceau de rayons solaires qui pénétrait par une fente étroite dans une chambre

obscure que Newton découvrit en 1704 que la lumière blanche était formée de la superposition d'une série de radiations de couleurs différentes. Nous savons aujourd'hui que le spectre solaire, tel qu'on l'obtient en formant à l'aide d'un objectif astronomique l'image du Soleil sur la fente d'un spectroscope, est un spectre continu sillonné de raies noires fines, les *raies de Fraunhofer* ; on admet depuis Kirchhoff que le spectre continu est produit par la photosphère, tandis que les raies noires sont dues à l'absorption de certaines radiations de ce spectre continu par les gaz à basse pression qui constituent la chromosphère et la couche renversante (page 10). Nous reviendrons au chapitre IV sur l'étude des raies de Fraunhofer, et nous ne parlerons ici que du spectre continu.

Les gaz observés au laboratoire dans un tube de Geissler ou dans la flamme d'un arc électrique donnent en général des spectres de raies : on peut s'étonner que la masse gazeuse qui constitue le Soleil fournisse un spectre continu. La raison en est celle que nous avons déjà donnée à la page 9 pour expliquer l'aspect du Soleil : la masse gazeuse est telle qu'elle est complètement opaque pour toutes les radiations ; elle ne se comporte pas comme les gaz de la flamme de l'arc, qui sont transparents pour toutes les radiations, sauf pour un petit nombre de radiations caractéristiques, mais bien comme un corps solide opaque placé dans cette flamme. Nous avons d'ailleurs vu que l'opacité de la matière solaire est complète pour une épaisseur très faible par rapport au rayon, et paraît complète jusqu'au bord de l'astre : le spectre continu du Soleil est produit par la couche mince que nous avons appelée la photosphère, et peut s'observer jusqu'au bord même de l'astre.

Le spectre ultra-violet du Soleil. — En étudiant le noircissement du chlorure d'argent sous l'action des

diverses radiations qui composent le spectre solaire, Ritter et Wollaston trouvèrent en 1803 que ce noircissement se produit encore au delà de la limite violette du spectre visible, et découvrirent ainsi les radiations ultra-violettes. Ces radiations impressionnent la plaque photographique aussi bien que les radiations les plus actiniques du spectre visible, et le remplacement général pour toutes les mesures de précision de l'observation visuelle par l'observation photographique fait qu'il n'est pas plus difficile aujourd'hui d'étudier le spectre ultra-violet que le spectre visible.

Toutefois, lorsqu'on emploie les spectrographes usuels à optique de verre, on ne peut obtenir que la partie du spectre ultra-violet qui s'étend de la longueur d'onde $\lambda = 4.000$ angströms, limite du spectre visible, jusqu'à une longueur d'onde de l'ordre de 3400 A, pour laquelle le verre cesse d'être transparent. Il faut, pour aller plus loin, employer un prisme de quartz avec des lentilles de quartz, ou mieux avec des objectifs composés achromatiques en quartz et fluorine, ou encore former le spectre avec un réseau métallique concave qui donne un spectre pur par réflexion sans qu'il y ait besoin de lui adjoindre aucune lentille.

Les premières photographies du spectre solaire ultra-violet que l'on obtint ainsi s'arrêtaient à la raie de Fraunhofer de longueur d'onde $\lambda = 2948$ A : il n'y a aucune raison pour que le rayonnement du Soleil s'arrête à cette longueur d'onde, ni pour que les métaux de la couche renversante qui donnent dans le spectre solaire des raies de longueur d'onde supérieure à 2948 A n'y donnent pas les raies de longueurs d'onde comprises entre 2948 et 1850 A qu'ils donnent au laboratoire dans le même spectrographe. Cornu supposa que la limitation du spectre solaire était due à l'absorption par l'atmosphère terrestre, et fit de 1878 à 1880 une série de mesures pour vérifier cette hypo-

thèse ; alors qu'à midi il obtenait le spectre jusqu'à 2950 A, les spectres photographiés à 17 heures, avec un parcours plus long des rayons à travers l'atmosphère, s'arrêtaient à 3070 A ; d'autre part les expériences faites en différentes stations montrèrent un allongement du spectre pour les stations de grande altitude, l'allongement étant d'environ 10 A par 900 mètres d'altitude.

Ces résultats montrent que la limitation du spectre solaire est bien due à l'absorption par l'atmosphère terrestre, mais ils montrent en même temps que la valeur de la limite obtenue doit dépendre surtout des conditions instrumentales : si la radiation de 2930 A a pu parvenir jusqu'à 1800 mètres d'altitude, elle peut être encore affaiblie par la traversée des 1800 derniers mètres de l'atmosphère, elle ne peut pas être totalement supprimée.

Effectivement, des expériences faites en 1909 par Miethe et Lehmann ont montré que l'on pouvait atteindre la même limite à Berlin qu'au Mont-Rose, à l'altitude de 4560 m. ; la dernière raie obtenue dans ces expériences avait une longueur d'onde de 2912 angströms.

L'absorption atmosphérique ne supprime donc pas complètement le rayonnement solaire de longueur d'onde 2950-2900 A : mais elle l'affaiblit d'autant plus que l'épaisseur traversée est plus grande et la longueur d'onde plus courte ; il faut, pour l'enregistrer sur la plaque photographique, employer des poses de plus en plus longues, et l'impression obtenue finit par se perdre au milieu de la lumière parasite de plus grande longueur d'onde diffusée par les prismes et les lentilles du spectrographe. Dans une série de mesures faites de 1913 à 1921, Fabry et Buisson ont réussi à éliminer cette lumière parasite en la rejetant en dehors du spectre par un second spectrographe dont la dispersion

se fait dans un plan perpendiculaire à celui qui correspond au premier ; avec des poses de 15 minutes, les clichés ne présentent encore aucun voile, et la dernière raie de Fraunhofer visible a une longueur d'onde de 2898 A ; avec une pose de 75 minutes, on peut distinguer les raies jusqu'à 2885 A.

Les mêmes clichés permettent, par comparaison des noircissements obtenus aux diverses heures de la journée, de mesurer l'absorption atmosphérique pour les différentes radiations du spectre continu (page 21), et de vérifier qu'elle croît effectivement très vite quand la longueur d'onde diminue : l'absorption est un million de fois plus grande pour la radiation 2898 que pour la radiation 3143, et elle est déjà telle pour la radiation 2956 que l'intensité reçue à Marseille, pour cette radiation, est 30 fois plus faible à 16 heures qu'à midi.

La couche d'ozone de la haute atmosphère. — Quelle est la raison de cette absorption ? Sa croissance rapide lorsque la longueur d'onde décroît indique qu'il s'agit d'une absorption sélective, qui ne peut d'ailleurs être attribuée à aucun des constituants les plus importants de l'atmosphère. Il n'y a que l'ozone qui soit absorbant vers 2900 angströms, et la croissance de son absorption lorsque la longueur d'onde diminue correspond bien à la croissance de l'absorption atmosphérique : les mesures faites au laboratoire montrent que la traversée d'une couche d'air ozonisé équivalant à une épaisseur de 3 millimètres d'ozone pur à la pression atmosphérique réduit l'intensité de la lumière à 1/1000 de sa valeur initiale pour $\lambda = 2950$, à 1/1.000.000 pour $\lambda = 2900$, à 1/10.000.000.000 pour $\lambda = 2850$ A. Les rapports de réduction ainsi calculés pour une épaisseur de 3 mm. coïncident exactement, tout au moins de 3050 à 2930 A, avec les coefficients de transmission $a\lambda$ de l'atmosphère. Il n'est donc

pas douteux que *l'absorption atmosphérique qui limite le spectre ultra-violet du Soleil et des étoiles est due à la présence dans l'atmosphère d'une quantité d'ozone équivalant à une couche de 3 mm. à la pression atmosphérique.*

L'atmosphère terrestre équivaut au total à une épaisseur d'air de 8 km., soit 8.000.000 mm. ; si l'ozone était réparti uniformément dans cette atmosphère, la teneur serait 3/8.000.000, soit 0,4 cm^3 par mètre cube : l'expérience montre que les régions de l'atmos-

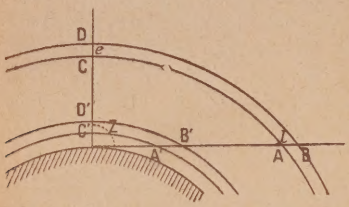


FIG. 6

phère, du niveau de la mer au sommet du Mont Blanc, accessibles à nos analyses, ne contiennent que des proportions d'ozone très inférieures à celle-là. L'ozone est donc localisé dans la haute atmosphère inaccessible à l'observation directe ; il a été possible de déterminer l'altitude de la couche d'ozone en poursuivant jusqu'au voisinage de l'horizon les mesures d'intensité du rayonnement utilisées pour le calcul de la transparence de l'atmosphère. Nous avons dit à propos de ces mesures (page 24) qu'on pouvait pour leur interprétation négliger en général la courbure de la Terre ; l'approximation ainsi obtenue n'est plus valable lorsque la distance zénithale z du Soleil est voisine de 90°, et la figure 6 suffit à montrer que l'épaisseur réelle AB = l traversée pour une couche

d'épaisseur normale donnée CD = e est d'autant plus grande que son altitude est moindre : on conçoit donc que la détermination de la variation de l'absorption en fonction de z permette de calculer la hauteur de la couche d'ozone.

Nous n'insisterons pas sur ces mesures, qui ont été faites pour la première fois par Cabannes et Dufay en 1925, en allant jusqu'à $z = 88°30'$; elles ne sont d'ailleurs pas faites avec les radiations de l'extrémité du spectre ultra-violet, qui sont trop absorbées pour être observables quand le Soleil est aussi près de l'horizon, mais avec les bandes d'absorption de l'ozone (cf. page 95) qui se trouvent au début du spectre ultra-violet (bandes de Huggins) ou même dans la partie verte du spectre visible (bandes de Chappuis), et elles ont donné des valeurs de l'altitude de la couche d'ozone de l'ordre de 45 à 50 km.

On peut naturellement se demander quelle est l'origine de cet ozone, qui doit constamment être dissocié par l'action des radiations solaires qu'il absorbe. On admet généralement qu'il est formé par l'action sur l'oxygène de l'air des radiations solaires de longueur d'onde inférieure à 2000 angströms, qui sont absorbées par cet oxygène. Il serait évidemment intéressant de connaître le mécanisme des réactions qui assurent l'existence de la couche d'ozone et son équilibre chimique et mécanique au sein de l'atmosphère ; on arrivera peut-être à le déterminer par l'étude des variations de l'épaisseur et de la hauteur de cette couche suivant les heures de la journée, les mois de l'année, les années du cycle solaire, ou encore suivant la latitude terrestre. Ces recherches permettront en même temps de préciser nos connaissances sur les variations de la transparence de l'atmosphère et les variations corrélatives des nombres obtenus pour la constante solaire ; elles fourniront peut-être aussi

des renseignements intéressants sur le rôle des radiations solaires dans la production des climats et dans les phénomènes météorologiques. On comprend donc pourquoi de nombreux chercheurs s'efforcent actuellement, en diverses stations réparties sur tout le globe, de mesurer chaque jour — et même chaque nuit en utilisant le rayonnement lunaire — l'épaisseur et l'altitude de la couche d'ozone : mais l'exécution régulière de ces mesures ne date pas encore d'assez longtemps pour qu'on puisse en tirer des conclusions certaines.

Pour terminer l'étude du rayonnement solaire ultra-violet, signalons encore un problème qui n'est pas résolu : l'ozone redevient relativement transparent vers 2100 angströms, tandis que l'oxygène ne devient absorbant que vers 2000 angströms. Le calcul, facile à faire puisqu'on connaît l'absorption de ces deux gaz et les quantités qu'en contient l'atmosphère, et qu'on peut, pour chaque longueur d'onde, déduire l'intensité du rayonnement du Soleil de l'évaluation de sa température, montre qu'on devrait pouvoir observer la partie du spectre solaire comprise entre ces deux longueurs d'onde : l'expérience montre qu'il n'en est rien, même au sommet du Mont Blanc. On a supposé, sans pouvoir le démontrer, qu'il y avait dans l'atmosphère assez d'ammoniac pour absorber les radiations comprises entre 2050 et 2000 angströms ; mais on n'a encore trouvé aucune explication de l'absorption des radiations comprises entre 2100 et 2050 angströms.

Le spectre infra-rouge du Soleil. — En recevant le diverses parties du spectre solaire sur un thermomètre sensible, Herschel constata, en 1800, que la chaleur reçue n'atteint son maximum qu'au delà de l'extrémité rouge du spectre visible, et découvrit ainsi les radiations infra-rouges. Depuis l'extrémité rouge du spectre visible ($\lambda = 0\mu,75$) jusqu'à des longueurs d'onde de

l'onde de 2μ, les prismes de flint des spectrographes ordinaires sont transparents à l'infra-rouge ; mais pour les radiations de plus grande longueur d'onde, il faut employer des prismes de fluorine, transparents jusqu'à 8 μ, de sel gemme, transparents jusqu'à 14 μ, ou de sylvine, transparents jusqu'à 23 μ. En même temps, il faut remplacer les objectifs par des miroirs concaves, en métal ou en verre argenté, qui ont un pouvoir réflecteur voisin de l'unité pour toutes les radiations infra-rouges et sont parfaitement achromatiques. On peut également obtenir tout le spectre infra-rouge avec un réseau concave, qu'on emploie sans objectifs, l'image solaire étant toujours formée par un miroir concave sur la fente du spectrographe.

On sait maintenant préparer des plaques photographiques, sensibilisées à la dicyanine ou à la néocyanine et hypersensibilisées à l'ammoniaque au moment de leur emploi, qui permettent de photographier le spectre infra-rouge dans de bonnes conditions jusque vers une longueur d'onde de 1μ ou 1μ,1 ; mais l'étude des radiations de longueur d'onde plus grande exige toujours l'emploi d'un récepteur thermométrique. Celui qui a été le plus employé à l'étude du spectre solaire est le *bolomètre* de Langley : c'est un ruban de platine excessivement mince, d'une épaisseur de 1 à 2 microns, recouvert de noir de fumée, qu'on place dans le spectre solaire. Son élévation de température est proportionnelle à l'énergie reçue (page 21), et on la mesure par la mesure au pont de Wheatstone de la variation de sa résistance électrique. Langley réussit à employer un galvanomètre assez sensible pour pouvoir déceler une élévation de température de 1/1.000.000 de degré et un ruban assez étroit pour pouvoir, en le déplaçant dans le spectre solaire, observer séparément les deux raies D (page 102) et la raie du nickel qui se trouve entre elles.

En déplaçant le ruban du bolomètre dans le spectre solaire infra-rouge, et en portant sur un graphique les déviations du galvanomètre en fonction de la longueur d'onde, on obtient une courbe telle que celle de la figure 7, qui présente des chutes brusques à l'emplacement des raies de Fraunhofer. Entre 1 μ et 7 μ, on observe de larges régions où la déviation est presque nulle : elles correspondent aux bandes d'absorption du gaz carbonique et de la vapeur d'eau contenus dans l'atmosphère terrestre ; leur importance est telle que

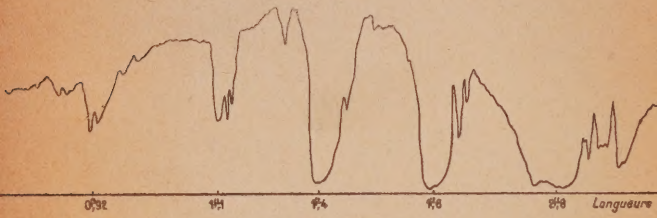


FIG. 7

le rayonnement est pratiquement absorbé totalement de 5μ,3 à 7μ. L'atmosphère redevient transparente pour les radiations de longueur d'onde comprise entre 7μ et 12μ, mais il a été impossible de trouver dans le rayonnement solaire des radiations de longueur d'onde supérieure à 12 μ, qui sont sans doute totalement absorbées par le gaz carbonique et la vapeur d'eau de l'atmosphère.

La répartition de l'énergie dans le spectre solaire. — Les mesures bolométriques fournissent directement, en valeur relative, la mesure de l'énergie rayonnée pour chaque longueur d'onde — à condition bien entendu que l'appareil dispersif ait la même transpa-

rence pour toutes les longueurs d'onde. Il est préférable d'éviter l'emploi des réseaux, qui répartissent l'énergie entre plusieurs spectres suivant des lois assez mal connues, et d'utiliser des appareils à prismes ; il faut, bien entendu, employer pour l'infra-rouge des prismes de fluorine ou de sel gemme, et faire, s'il y a lieu, les corrections nécessaires pour tenir compte des pertes par réflexion sur les faces des prismes et des pertes par absorption à leur traversée. Enfin, pour obtenir la répartition de l'énergie qui correspond au spectre continu, il faut, autant que possible, placer le récepteur dans une région du spectre ne contenant pas de raies de Fraunhofer.

Les déviations obtenues dépendent de la dispersion du prisme ; il faut, pour les rendre comparables, rapporter toutes les énergies obtenues à un même intervalle de longueurs d'onde : si le ruban bolométrique reçoit toutes les radiations d'une bande spectrale comprise entre deux longueurs d'onde voisines λ_1 et λ_2, d'intervalle $\lambda_2 - \lambda_1 = \Delta\lambda$ et de moyenne $(\lambda_1 + \lambda_2)/2 = \lambda$, et si l'énergie reçue est ΔW, on dit que le spectrographe reçoit, pour la longueur d'onde λ, l'énergie $W\lambda = \Delta W/\Delta\lambda$. Comme la dispersion produite par le prisme est beaucoup plus faible dans l'infra-rouge que dans le spectre visible, les valeurs de $\Delta\lambda$ sont d'autant plus grandes que la longueur d'onde est plus grande, et la courbe qui représente les variations de $W\lambda$ peut être très différente de celle qui représente les déviations observées : c'est ainsi qu'avec un prisme de sel gemme le maximum de la déviation s'obtient pour une longueur d'onde $\lambda = 1\mu,3$ de l'infra-rouge, alors que le maximum de l'énergie $W\lambda$ se trouve dans le spectre visible, vers $0\mu,59$.

Les valeurs obtenues dépendent encore de la transparence de l'atmosphère, et il faut les ramener à celles que l'on observerait en dehors de l'atmosphère,

en les divisant par le coefficient de transmission a_λ déterminé comme nous l'avons dit à la page 26. Les valeurs de ce coefficient vont régulièrement et assez rapidement en croissant avec la longueur d'onde : voici par exemple quelques-unes des valeurs obtenues par Abbot et Fowle au Mont Wilson en 1910 :

λ	0μ,35	0μ,45	0μ,70	1μ,6
a_λ	0,620	0,830	0,952	0,987

Signalons en passant que la discussion de ces nombres montre que, à part une anomalie entre 5300 et 6200 A, due à l'absorption par l'ozone, l'absorption atmosphérique est due, dans le spectre visible et dans le début du spectre ultra-violet, à la diffusion de la lumière solaire par les molécules d'air, diffusion qui varie en raison inverse de la quatrième puissance de la longueur d'onde. Il résulte de la loi de variation de a que le maximum de l'énergie effectivement reçue W_λ correspond à une longueur d'onde d'autant plus courte que l'épaisseur atmosphérique est plus faible : c'est ainsi qu'au Mont Whitney (4350 m.), Langley a trouvé qu'il correspondait à une longueur d'onde inférieure à 0μ,5. Quant au maximum de l'énergie réellement envoyée par le Soleil, $E_\lambda = W_\lambda / a_\lambda$, il correspond à une longueur d'onde λ_m = 0μ,468 d'après les mesures de 1911 d'Abbot, à λ_m = 0μ,4820 d'après les mesures de Wilsing (1913), à λ_m = 0μ,4753 d'après de nouvelles mesures faites par Abbot (1920 et 1923).

La courbe qui représente les variations de E_λ en fonction de λ est tracée sur les figures 8 et 9 (pages 50 et 52) ; elle descend rapidement de part et d'autre du maximum, pour lequel on peut admettre la longueur d'onde λ_m = 0μ,475 ; la décroissance est d'ailleurs encore plus rapide du côté violet que du côté rouge. Cette courbe peut être considérée aujourd'hui comme bien déterminée par les résultats concordants obtenus

en diverses stations par divers observateurs, l'ensemble de ces résultats comprenant non seulement des mesures bolométriques, mais encore, pour le spectre visible, des mesures photométriques, et, pour le spectre ultra-violet, des mesures photographiques. Bien entendu, si ces dernières mesures suffisent au calcul des coefficients de transmission a_λ, elles doivent, pour le calcul des énergies W_λ, être complétées par un étalonnage en unités énergétiques des sources de comparaison terrestres. Signalons enfin que certaines des mesures ont été conduites de façon à donner la valeur absolue en unités énergétiques de l'énergie W_λ, soit que le bolomètre ait été étalonné par le procédé indiqué à propos du pyrrhéliomètre d'Angström (page 22), soit que la source terrestre de comparaison ait été étalonnée au laboratoire. Il est d'ailleurs toujours possible d'évaluer en valeur absolue les ordonnées d'une courbe de répartition tracée en valeur relative, puisque l'aire $\int E_\lambda \, d\lambda$ de cette courbe représente la constante solaire, connue par ailleurs en valeur absolue.

Obscurcissement des bords du Soleil. — Les résultats que nous venons de donner sont relatifs au spectre moyen du Soleil, tel qu'on peut l'observer lorsqu'on éclaire le spectroscope par un faisceau de lumière solaire sans prendre la précaution de former une image du Soleil sur la fente, ou encore lorsqu'on emploie un spectroscope astigmatique, dans lequel un point du spectre est éclairé par des rayons provenant de tous les points de la fente. Mais on obtient des résultats différents (page 15) si l'on étudie séparément la répartition spectrale de l'énergie dans le rayonnement provenant des diverses régions du Soleil, étude qu'on peut réaliser en isolant une petite portion de l'image solaire par un écran convenable disposé sur la fente du spectroscope : il est alors facile de

mesurer en valeur relative, sans qu'il y ait à tenir compte de l'absorption atmosphérique, les brillances des divers points d'un rayon solaire pour une même radiation. On considère généralement que les meilleures mesures sont les mesures spectrobolométriques d'Abbot (1922), dont on trouvera un résumé dans le tableau de la page 56.

L'affaiblissement est particulièrement important pour les radiations ultra-violettes : c'est ainsi que, aux 3/4 du rayon solaire, le rayonnement qui correspond aux radiations de longueur d'onde $\lambda = 3860$ A n'est plus que 71 % du rayonnement central ; à la distance R/20 du bord, il n'en est plus que 42 %. L'affaiblissement est d'autant moins important que la longueur d'onde est plus grande : pour les radiations du proche infra-rouge de longueur d'onde $\lambda = 1\mu,031$, le rayonnement à la distance R/20 du bord est encore 73 % du rayonnement central.

Les mesures d'Abbot s'arrêtent à une distance R/20 du bord solaire. Divers auteurs ont essayé de les prolonger jusqu'au bord même du Soleil, mais sans qu'on puisse jusqu'ici considérer leurs résultats comme définitifs. Les mesures deviennent en effet de plus en plus difficiles (cf. page 14) lorsqu'on s'approche du bord et que l'intensité à mesurer décroit, soit parce que la lumière provenant du centre du Soleil et diffusée par l'atmosphère terrestre prend une importance relative de plus en plus grande, soit, pour les mesures faites pendant les éclipses, parce que le refroidissement de l'atmosphère terrestre au cours de l'éclipse modifie son absorption. On peut pourtant affirmer que la décroissance observée depuis le centre jusqu'à la distance 0,95 R devient encore plus rapide de 0,95 à 0,99 R, le rayonnement visible à cette dernière distance du centre n'étant guère que 25 % du rayonnement du centre.

Il semble ainsi que la brillance du Soleil pour une radiation quelconque diminue de façon continue pour atteindre la valeur zéro au bord même du Soleil. Mais il faut bien voir que cela n'empêche pas que le Soleil semble se terminer par un bord net, c'est-à-dire par une région dans laquelle la chute d'intensité est hors de proportion avec celle qui correspond aux régions intérieures et dont l'épaisseur est trop faible pour être perceptible à notre observation : au bord même du Soleil, l'intensité diminue peut-être dans le rapport de 100 à 1 sur une épaisseur égale à 1/1000 du rayon solaire, qui nous apparaît sous un angle d'environ une seconde.

La température du Soleil

Température de radiation du Soleil. — Nous avons vu que le rayonnement solaire provient tout entier d'une couche relativement mince, la photosphère, qui se comporte d'autre part pour les rayons qu'elle reçoit comme un corps totalement absorbant. Négligeons les différences de température qui peuvent exister entre deux couches de la photosphère : cela revient à admettre que le rayonnement du Soleil est celui d'un corps parfaitement absorbant à température uniforme. C'est ce que l'on appelle un *corps noir* : on démontre en Thermodynamique, et l'on a vérifié expérimentalement au laboratoire, que le rayonnement total émis par le corps noir est indépendant de sa nature, et est proportionnel à la quatrième puissance de sa température absolue. Cette loi, dite *loi de Stefan*, est exprimée par la formule :

$$U = \sigma\, T^4,$$

où U est l'énergie totale rayonnée, pour toutes les longueurs d'onde et dans toutes les directions, par

l'unité de surface du corps noir, T sa température absolue, c'est-à-dire sa température centésimale augmentée de 273°, et σ une constante, dont l'expérience a permis de fixer la valeur à $5{,}72.\ 10^{-5}$ ergs par seconde et par centimètre carré.

Il est facile de déduire la valeur de l'énergie U relative à un centimètre carré de la surface solaire de la valeur de la constante solaire W_0. Si nous imaginons une sphère entourant le Soleil dont le rayon soit égal à la distance moyenne a de la Terre au Soleil, chaque centimètre carré de cette sphère reçoit du Soleil W_0 calories par minute, soit $W_0/60$ calories par seconde, et la sphère entière reçoit $4\,\pi\,a^2\,W_0/60$ calories par seconde. C'est là le rayonnement total émis dans tout l'espace et pour toutes les radiations par le Soleil, c'est-à-dire par une sphère de rayon R et de surface $4\,\pi\,R^2$: chaque centimètre carré du Soleil émet par seconde $a^2\,W_0/60\,R^2$ calories, soit 1560 calories, en prenant $W_0 = 2{,}04$ (page 28) et $a/R = 214$. Une calorie étant équivalente à $4{,}18.\ 10^7$ ergs, on voit que l'on doit prendre :

$$U = 1560 \times 4{,}18.10^7 = 6{,}52.10^{10}\ \text{ergs/sec/cm}^2,$$

et que la loi de Stefan donne :

$$T = \sqrt[4]{\frac{U}{\sigma}} = \sqrt[4]{\frac{6{,}52.10^{10}}{5{,}72.10^{-5}}} = \sqrt[4]{1140.10^{12}} = 5810^{\circ}.$$

Si le Soleil était effectivement un corps noir à température uniforme, cette température serait la température vraie du Soleil : mais l'assimilation du Soleil à un corps noir ne peut constituer qu'une première approximation. Nous emploierons le langage usuel de la Pyrométrie, qui désigne sous le nom de *température de radiation* d'une source quelconque la température d'un corps noir qui émettrait au total la même quantité d'énergie par unité de surface ; grâce à ce langage, nous

remplaçons une hypothèse discutable par une définition incontestable, et nous pouvons dire en toute certitude que la température de radiation du Soleil est de 5810 degrés absolus.

Le rayon apparent moyen R/a du Soleil et la constante σ de la loi de Stefan sont connus de façon beaucoup plus précise que la constante solaire W_0 : l'erreur sur T provient uniquement de l'erreur sur W_0. Les erreurs relatives sur U et sur T^4 sont donc les mêmes que l'erreur relative $\Delta W_0/W_0$ sur la constante solaire, et l'erreur relative $\Delta T/T$ est quatre fois plus petite : si nous admettons que l'erreur $\Delta W_0/W_0$ est de 1 %, l'erreur $\Delta T/T$ n'est que 1/400, l'erreur absolue $\Delta T = 5810/400$ n'est que de 15°. Nous pouvons donc dire que la température de radiation de la photosphère est connue à une vingtaine de degrés près.

Température de brillance du Soleil. — L'étude théorique et expérimentale du rayonnement du corps noir a fourni les lois qui lient à la température non seulement son rayonnement total, mais encore la répartition de ce rayonnement entre les différentes longueurs d'onde ; ces lois peuvent être traduites soit par une formule (*formule de Planck*), soit par un réseau de courbes ; la figure 8 reproduit (en traits pleins) deux des courbes de ce réseau, les ordonnées représentant les valeurs des énergies $U\lambda = \Delta U/\Delta\lambda$ rayonnées pour une longueur d'onde λ par un centimètre carré de la surface du corps noir à la température absolue T.

Il est possible, en appliquant aux nombres fournis par les mesures de la répartition de l'énergie dans le spectre solaire le calcul que nous venons de faire à propos de la loi de Stefan, de tracer, sur la même figure et à la même échelle, la courbe qui représente les énergies rayonnées par la surface solaire ; c'est cette

courbe qui est tracée en traits ponctués sur la figure 8. On voit qu'elle se rapproche beaucoup de la courbe du corps noir à 6000°.

En Pyrométrie, on appelle *température de brillance* d'une source pour une longueur d'onde λ la température du corps noir qui émet, par unité de surface, la même énergie que cette source pour les radiations de longueur

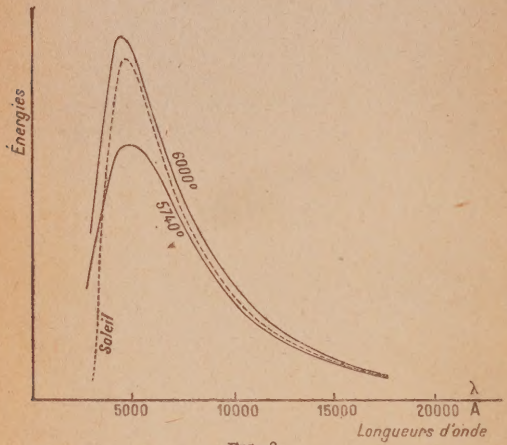


FIG. 8

d'onde λ : les comparaisons dont nous venons d'indiquer le principe permettent donc de déterminer la température de brillance du Soleil pour les diverses longueurs d'onde. De 5.000 angströms jusqu'à 20.000 angströms, c'est-à-dire du vert à l'infra-rouge, la courbe de l'énergie solaire se superpose bien à celle d'un corps noir, et la température de brillance correspondante est de 5740° d'après les anciennes mesures d'Abbot (1913), de 5950° d'après les calculs de

Lindblad (1923), de 6000° d'après les dernières mesures d'Abbot (1923). Dans l'ultra-violet, les mesures de Fabry et Buisson (1922) pour différentes radiations comprises entre 3940 et 2922 angströms ont donné des températures de brillance allant de 6016° à 5830°, avec une moyenne de 5940°, nombre confirmé par Plaskett (1923).

En résumé, on peut dire que pour l'ensemble des radiations, de l'ultra-violet à l'infra-rouge, à l'exception des radiations bleues et violettes comprises entre 5000 et 3950 A, pour lesquelles les résultats sont peu cohérents, la température de brillance du Soleil est égale à 5950°, à une cinquantaine de degrés près.

Température de couleur du Soleil. — Les méthodes de comparaison du Soleil à un corps noir que nous avons indiquées jusqu'ici font appel à l'évaluation en valeur absolue du rayonnement solaire. On peut aussi comparer les répartitions de l'énergie en valeur relative dans les deux spectres, et cette comparaison conduit au calcul de ce qu'on appelle en Pyrométrie la *température de couleur* : la température de couleur d'une source pour le couple de longueurs d'onde λ_1, λ_2 est la température du corps noir pour lequel le rapport U'_1/U'_2 des énergies rayonnées pour ces deux longueurs d'onde est égal au rapport correspondant U_1/U_2 pour la source étudiée.

Pour le Soleil, le rapport U_1/U_2 est évidemment égal au rapport E_1/E_2 des énergies reçues par le bolomètre — évalué après correction de l'absorption atmosphérique ; ayant obtenu, par de simples mesures relatives, la valeur de ce rapport, on peut calculer la température de couleur par l'application de la formule de Planck. On peut aussi la déterminer graphiquement comme l'indique la figure 9 : ayant tracé, avec une échelle quelconque, la courbe de répartition spectrale

de l'énergie solaire (courbe en trait ponctué), on trace la courbe du corps noir (courbe en trait plein) à la température T avec une échelle des énergies telle qu'elle coupe la première au point d'abscisse λ_1; si elle la coupe en un second point d'abscisse λ_2, la température T est évidemment la température de couleur du Soleil pour le couple de longueurs d'onde λ_1, λ_2.

La construction, faite deux fois, à deux échelles différentes, sur la figure 9, montre que la température

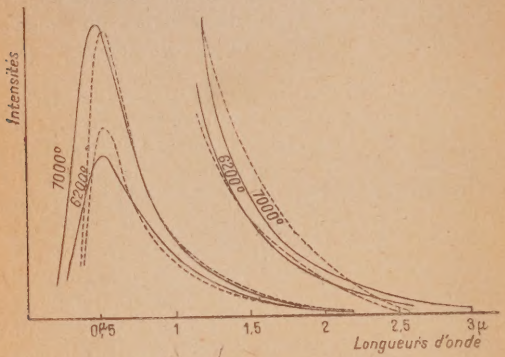


FIG. 9

de couleur du Soleil, pour des couples de radiations compris entre 0μ,5 et 1μ,2, est de l'ordre de 7000°, tandis que pour des couples de radiations appartenant à l'infra-rouge un peu plus éloigné, de 1μ,2 à 2μ, elle n'est plus que de 6200°.

C'est encore une température de couleur, se rapportant cette fois à deux longueurs d'onde λ_1, λ_2 infiniment voisines, qu'on obtient par la détermination de la longueur d'onde pour laquelle l'énergie solaire est

maximum. La Thermodynamique montre (*loi de Wien*) que la longueur d'onde λ_m pour laquelle l'énergie $U\lambda$ rayonnée par le corps noir est maximum est inversement proportionnelle à sa température absolue T : le produit λ_m T est constant, et l'expérience montre que sa valeur numérique est égale à 2880, lorsque λ_m est évalué en microns et T en degrés. Nous avons vu que le maximum de l'énergie solaire correspond à la longueur d'onde $\lambda_m = 0\mu,475$: la température de couleur du Soleil donnée par la loi de Wien est $T = 2880/0,475 = 6060°$.

La température moyenne de la photosphère. — Résumons d'abord en un tableau les résultats obtenus pour la température de la photosphère :

Température de radiation		5810°
Température de brillance		5950°
Température de couleur	spectre visible	7000°
	spectre infra-rouge	6200°
	loi de Wien	6060°

Les différences qui existent entre ces divers résultats montrent que le rayonnement du Soleil n'est pas identique à celui d'un corps noir. Lorsqu'on mesure, par les divers procédés indiqués, la température d'une source terrestre, on trouve toujours, pour les températures de radiation et de brillance, des valeurs inférieures à celle de la température réelle, et l'on trouve généralement pour la température de couleur du spectre visible une valeur supérieure à celle de la température réelle. Si l'on admet que ces règles sont encore applicables au Soleil, on conclura que sa température réelle est de l'ordre de 6500°, avec une erreur qui ne peut pas dépasser 500°.

On a essayé de préciser davantage cette conclusion en analysant les raisons qui font que le rayonnement du Soleil n'est pas identique à celui d'un corps noir.

Ces raisons sont évidentes si l'on se reporte à la figure 1 (page 9) : le rayonnement que nous recevons provient de tous les points d'une couche CC″ dont l'épaisseur, quoique faible, n'est pas nulle, et dont la température n'est certainement pas uniforme. Au rayonnement provenant du point C de la surface se superposent des rayonnements provenant de points intérieurs à température plus élevée, et le problème de la détermination de la température solaire à partir de son rayonnement n'a pas de sens précis : il faudrait, pour lui donner un sens, pouvoir définir par ailleurs la position des points dont on se propose de déterminer la température.

Nous avons déjà signalé (page 8) les calculs de Schwarzschild qui donnent la répartition des pressions le long du parcours C″ C ; ils donnent en même temps les températures T des différents points de ce parcours, en fonction de la température T_0 du point C au-dessus duquel l'absorption est négligeable. On peut supposer qu'une quelconque des couches élémentaires en lesquelles on peut décomposer la photosphère se comporte comme un *corps gris* : elle absorbe une certaine fraction *a* du rayonnement émis par les couches inférieures, et en même temps elle lui superpose son rayonnement propre, qui est la même fraction *a* du rayonnement du corps noir à la température T de la couche considérée. Le calcul du rayonnement total, développé par Milne à partir de cette hypothèse, conduit à la conclusion que la température de radiation observée T_r doit être égale à 1,28 fois la température T_0 ; le même calcul, appliqué aux diverses radiations monochromatiques, montre que la température de couleur T_w donnée par la loi de Wien doit être supérieure de 3 %, soit environ $6000 \times 0{,}03 = 180°$, à la température de radiation ; la valeur observée $T_w = 6060°$ doit donc correspondre à une température $T_r = 5880°$,

valeur intermédiaire entre les valeurs observées pour la température de radiation et la température de brillance.

La température réelle de la photosphère. — Les nombres que nous avons donnés jusqu'ici ont été obtenus à partir des mesures faites sur le rayonnement moyen : mais, comme l'intensité et la répartition du rayonnement varient du centre au bord du Soleil, les différentes régions du disque solaire fournissent des nombres différents.

Les mesures bolométriques d'Abbot permettent de calculer immédiatement le rapport des intensités pour deux radiations en un point quelconque du rayon solaire. D'après ces mesures, la valeur λ_m de la longueur d'onde correspondant au maximum du rayonnement croît régulièrement de 0μ,458 à 0μ,505 lorsqu'on passe du centre du Soleil jusqu'à un point situé à 0,95 R du centre : la température de couleur, $T = 2880/\lambda_m$, correspondant à la loi de Wien décroît donc régulièrement de 6290° pour le centre à 5700° pour 0,95 R. Les mêmes mesures permettent de calculer, à partir de la valeur absolue du rayonnement total du disque, les valeurs absolues des rayonnements de chaque région : d'après Brill, on trouve ainsi pour le centre une température de radiation de 6075°, et des températures de brillance de 6435° pour le spectre visible, de 6190° pour le spectre ultra-violet.

Il semble donc que l'on puisse admettre que le rayonnement du centre du Soleil correspond au rayonnement d'un corps noir à une température de 6100° à 6200°. C'est à cette région, où les rayons traversent normalement les diverses couches de la photosphère, que s'applique le calcul de Milne signalé plus haut ; en admettant une température de radiation $T_r = 6170°$, il donne pour la température T_0 de la surface la valeur $6170/1{,}28 = 4830°$. Si maintenant

on considère un point en dehors du centre, il est évident (*fig.* 1, page 9) que notre rayon visuel, qui entre toujours dans le Soleil en un point à la température T_0, doit pénétrer moins profondément dans l'astre. Pour un point du bord même du Soleil, la pénétration est négligeable, et le spectre du bord de l'astre doit être à peine plus lumineux que celui du corps noir à 4830° ; d'après des mesures spectrophotométriques directes de Gallissot (1923), la courbe de répartition de l'énergie dans ce spectre se superpose bien à celle du corps noir à 5000° : c'est là un résultat dont on peut considérer l'accord avec le calcul de Milne comme satisfaisant.

Les calculs ont été étendus par Milne aux rayons qui traversent obliquement les diverses couches solaires ; ils fournissent ainsi, à partir de la valeur 4830° admise pour T_0, la valeur des intensités du rayonnement émis dans notre direction pour les diverses radiations par des points à différentes distances r du centre du Soleil, ou, ce qui revient au même, le rapport de ces intensités aux intensités centrales. Le Tableau suivant résume les résultats du calcul, et permet de les comparer aux résultats expérimentaux d'Abbot ; la première ligne donne les distances r exprimées en fractions du rayon solaire R, les lignes suivantes donnent, pour diverses longueurs d'onde, les intensités observées par Abbot et calculées par Milne, exprimées en centièmes de l'intensité centrale pour chaque radiation.

λ (angströms)	$r/R =$	0,40	0,75	0,875	0,95
3860	Abbot	92,6	71,0	55,4	41,8
	Milne	92,5	69,4	54,3	40,8
5010	Abbot	94,5	77,7	65,0	51,7
	Milne	94,4	76,6	64,4	52,3
6700	Abbot	96,1	83,8	74,0	62,9
	Milne	95,8	82,4	72,4	61,8
10310	Abbot	97,7	88,9	81,6	73,0
	Milne	97,0	87,5	79,8	71,6

On voit que les résultats du calcul sont dans l'ensemble en bon accord avec ceux de l'observation : cet accord justifie le mécanisme proposé par Milne pour interpréter l'affaiblissement du rayonnement et la valeur adoptée pour la température extérieure T_0.

Il semble donc que l'on puisse admettre que *la température de la surface du Soleil est, à une centaine de degrés près, de* 4900°, mais que *les rayons que nous recevons du Soleil proviennent pour partie de couches plus profondes* ; la température moyenne des couches qui contribuent à ce rayonnement, et dont l'ensemble constitue la photosphère, dépend à la fois de la région observée et de la radiation étudiée ; elle atteint sans doute 6500 à 7000° pour les radiations visibles provenant du centre du Soleil, de sorte que *l'ensemble du rayonnement est assez voisin de celui d'un corps noir à* 5900°.

Il ne semble pas possible à l'heure actuelle de préciser davantage, car, si nous pouvons ainsi rendre compte en gros de l'ensemble des phénomènes, nous ne sommes pas en mesure d'interpréter tous leurs détails, et en particulier d'expliquer les variations avec la longueur d'onde des températures de brillance et de couleur.

Il faut d'ailleurs remarquer que l'hypothèse de Milne est encore extrêmement simple, puisqu'elle suppose que l'absorption a de chaque couche est la même pour toutes les longueurs d'onde ; c'est là une absorption d'un type extrêmement différent de celui qui correspond à l'atmosphère terrestre, dont l'absorption augmente rapidement quand la longueur d'onde diminue : il est possible que de nouveaux progrès puissent être obtenus, lorsque l'on disposera de mesures encore plus précises que les mesures actuelles, en attribuant aux couches photosphériques une

absorption sélective, ou en tenant compte de l'absorption par l'atmosphère solaire extérieure à la photosphère, ou encore en étudiant l'influence sur l'ensemble du rayonnement des accidents — taches et facules — de la surface solaire.

CHAPITRE III

L'ÉTUDE DE LA SURFACE SOLAIRE ET LA ROTATION DU SOLEIL

L'observation de la surface solaire

Observation visuelle du Soleil. — La surface du Soleil peut être observée visuellement avec n'importe quelle lunette comme celle d'une planète : c'est en regardant le Soleil avec la lunette qu'il avait construite que Galilée découvrit ses taches en 1610. La seule difficulté est que l'éclat du Soleil est beaucoup trop grand pour que l'œil puisse le supporter sans qu'il en résulte des troubles graves de la vision : il faut toujours interposer sur le trajet des rayons un système destiné à affaiblir leur éclat. Le plus simple est de placer entre l'oculaire et l'œil un verre coloré presque noir ; mais les astronomes préfèrent généralement employer des *oculaires à réflexion,* qui affaiblissent le faisceau sans altérer les teintes, en lui faisant subir une ou deux réflexions sur des surfaces transparentes ; dans l'oculaire Colzi, l'une d'elles est la surface séparant un bloc de verre d'une cuve d'huile de vaseline : l'affaiblissement est considérable à cause de la faible différence des indices de ces deux milieux.

On peut également projeter l'image du Soleil sur un écran fixé au tube porte-oculaire, à une distance x' en arrière du foyer-image de l'oculaire ; on réalise la mise au point en tirant l'oculaire de façon que son foyer-objet soit en arrière du plan focal image de l'objectif. Si f est la distance focale de l'oculaire, l'image solaire donnée par l'objectif dans son plan focal est alors agrandie dans le rapport x'/f ; si l'objectif a une distance focale F, l'image solaire qu'il fournit a un diamètre voisin de F/100 (page 4) et l'image obtenue sur l'écran a un diamètre x' F/100 f.

Photographie du Soleil. — La première photographie qui ait été prise du Soleil est un daguerréotype obtenu par Fizeau et Foucault en 1845, et des photographies solaires ont été prises régulièrement par John Herschel et Warren de la Rue à l'observatoire de Kew à partir de 1858 ; la création de l'observatoire de Meudon en 1878 a permis à Janssen d'y porter la photographie solaire à un degré de perfection rarement égalé depuis.

On peut photographier le Soleil en plaçant la plaque dans le plan focal d'un objectif : le diamètre de l'image est alors environ le centième de la distance focale de cet objectif (page 4). On n'obtient ainsi d'images assez grandes pour l'étude des détails de la surface solaire qu'avec les objectifs à très long foyer, comme ceux du Mont-Wilson (page 84). Avec les objectifs ordinaires, on emploie le dispositif d'agrandissement indiqué à la fin du paragraphe précédent, en remplaçant le porte-écran fixé au tube porte-oculaire par une chambre photographique. Si l'on veut avoir une photographie de toute la surface solaire, il n'est guère possible de donner à l'image définitive un diamètre supérieur à 10 cm ; si l'on veut photographier des régions limitées du disque pour en étudier les détails, on peut agrandir davantage : Janssen

employait des agrandissements qui correspondaient à des diamètres de l'image solaire définitive de 30, 50 et même 70 centimètres.

On a toujours assez de lumière pour employer des plaques peu sensibles, à grain très fin. La perfection des photographies de Janssen tient à ce qu'il employait des plaques très spéciales dont la couche sensible était formée d'un collodion iodo-bromuré à tissu excessivement fin ; ces plaques présentaient en même temps un maximum de sensibilité spectrale très accusé, ce qui rendait insignifiante l'influence des défauts d'achromatisme de son appareil.

La durée de pose à employer dépend, entre autres facteurs, de l'ouverture de l'objectif et du diamètre de l'image définitive ; elle est généralement comprise entre 1/100 et 1/5000 de seconde. Ces temps de pose très courts s'obtiennent avec un obturateur placé dans le plan focal de l'objectif ; il est formé par un volet percé d'une fente, qui se déplace rapidement de façon que la fente balaye toute l'image solaire. Si la photographie est prise au plan focal de l'objectif, l'obturateur se trouve contre la plaque ; si l'on emploie une chambre d'agrandissement, l'obturateur se trouve placé sur une image plus petite que l'image définitive, le déplacement à lui imposer est moindre, et il est plus facile d'obtenir la vitesse uniforme qui est nécessaire pour que les diverses parties de l'image soient également éclairées. Dans la *trappe photographique* de Janssen, le volet était lancé par des ressorts qui cessaient d'agir au début de la pose ; son mouvement, continué par inertie avec des frottements très réduits, était bien uniforme pendant la pose, dont on réglait la durée en agissant sur la largeur de la fente.

Taches et facules. — Lorsqu'on regarde une photographie du disque solaire (planche I), on est d'abord

frappé par l'obscurcissement des bords que nous avons déjà étudié, et qui est plus marqué pour les radiations violettes qui impressionnent la plaque que pour les radiations jaunes et vertes qui jouent le rôle principal dans l'observation visuelle.

On aperçoit ensuite généralement en divers points de la surface solaire des taches noires, dont le nombre et les dimensions sont très variables : certaines ont des dimensions apparentes atteignant à peine une seconde d'arc, ce qui correspond à quelques centaines de kilomètres ; d'autres ont un diamètre égal à plusieurs fois celui de la Terre. Elles sont souvent réunies, comme on le voit sur la planche I, en groupes dont les dimensions peuvent atteindre 1/10 du diamètre solaire. Chaque tache paraît généralement, comme on le voit sur les planches I et II, se composer d'un fond noir, qu'on appelle l'*ombre*, entouré d'une partie dont l'éclat est intermédiaire entre celui de l'ombre et celui du disque, et qu'on appelle la *pénombre*. La forme des taches est d'ailleurs extrêmement variable d'une tache à l'autre, et, est même variable pour une même tache d'un jour à l'autre ; chaque tache n'a qu'une durée d'existence limitée, qui n'est pour certaines que d'un jour ou deux, mais qui peut pour d'autres atteindre plusieurs mois. Nous reviendrons sur toutes ces questions au chapitre VI, consacré spécialement à l'étude des taches.

Lorsqu'un groupe de taches se trouve au bord du Soleil, il apparaît généralement, comme on le voit sur la planche I, entouré de plages brillantes qu'on appelle des *facules*. L'existence même des facules n'a évidemment aucun rapport avec l'approche du bord solaire, qui n'est qu'un contour apparent n'ayant par rapport au Soleil aucune propriété particulière : les facules peuvent exister sur toute la surface de l'astre, et si elles ne paraissent visibles qu'au bord, c'est

qu'elles s'y détachent sur un fond plus sombre. Les facules sont donc des objets brillants qui échappent à l'obscurcissement au bord : d'après le mécanisme adopté pour expliquer cet obscurcissement, cela veut dire qu'elles se trouvent au-dessus de la surface de la photosphère ; elles apparaissent d'ailleurs comme des saillies lorsqu'elles arrivent au bord même du Soleil. Signalons pour terminer que les facules n'accompagnent pas nécessairement les taches, et peuvent s'observer dans des régions où n'existent pas de taches. Leur position et leur forme sont très variables, les variations pouvant être rapides, et on les considère généralement comme des soulèvements locaux de la photosphère.

La granulation. — L'examen du Soleil avec un fort grossissement ou l'étude d'une photographie à grande échelle (planche II), montrent que sa surface, en dehors des taches et des facules, n'est pas uniforme. Elle apparaît comme constituée par une multitude de petites plages brillantes, généralement elliptiques, qu'on a comparées à des grains de riz, se détachant sur un fond plus sombre. Cette granulation ne peut d'ailleurs être aperçue que lorsque les images solaires sont très bonnes, ce qui est assez rare (page 5) : les grains de riz sont en effet très petits, leur diamètre apparent allant de 1/3 de seconde à 2 secondes, ce qui correspond à un diamètre réel de 200 à 1400 km., et il arrive presque toujours dans l'observation visuelle que l'agitation des images produite par l'atmosphère terrestre empêche de les distinguer. Les conditions sont plus favorables dans l'observation photographique, qui ne dure qu'un millième de seconde, alors que l'œil confond toutes les impressions reçues pendant un dixième de seconde ; aussi la granulation est-elle parfaitement visible sur les photographies de

Janssen, dont la planche II donne un exemple.

L'étude photographique a montré que la granulation est visible sur toute la surface du Soleil, y compris celle des facules ; elle paraît moins nette sur les bords du disque, mais ce n'est là qu'un effet apparent dû à l'inclinaison des rayons sur la surface solaire. Elle peut s'observer même au voisinage des pôles du Soleil, lorsque ces pôles ne sont pas trop près du contour apparent (page 67). Les grains de riz sont animés de mouvements continuels, et sont en perpétuelle transformation : un grain déterminé ne peut jamais être suivi plus de quelques minutes et on peut évaluer à une demi-minute la durée moyenne de sa vie.

Il est difficile de donner une interprétation précise de la granulation. La masse photosphérique est une masse fluide, qui doit être animée de mouvements continuels semblables à nos courants atmosphériques, et l'on peut supposer que la surface formée par les points où la densité a une valeur donnée présente des ondulations analogues aux vagues de nos océans ; les creux de ces vagues correspondraient à un parcours et une absorption moins grande pour les rayons provenant des couches profondes les plus chaudes, et nous apparaîtraient comme des grains brillants en mouvement incessant.

La rotation de la surface solaire

Existence de la rotation du Soleil et détermination de l'axe. — L'observation des taches du Soleil montre immédiatement qu'elles se déplacent régulièrement du bord Est au bord Ouest, c'est-à-dire que le Soleil tourne sur lui-même autour d'un axe voisin de la normale au plan de l'écliptique, et que sa rotation s'effectue dans le même sens que la révolution de la

Terre sur son orbite. Lorsqu'une tache arrive au bord Ouest, elle disparaît à nos yeux ; si sa vie est assez longue, elle réapparaît au bord Est après avoir parcouru l'hémisphère invisible ; un certain nombre de taches ont des durées assez longues pour qu'on puisse les suivre pendant plusieurs révolutions solaires : on trouve alors que l'intervalle qui sépare deux passages consécutifs d'une même tache au méridien central est en moyenne de $27^{jours},25$. La période ainsi déterminée est celle de la *révolution synodique*, c'est-à-dire l'intervalle de deux passages d'un même point du Soleil en face de la Terre ; en tenant compte de la rotation de la Terre autour du Soleil, on en déduit facilement la durée de la *révolution sidérale*, c'est-à-dire le temps nécessaire à parcourir une circonférence ; sa valeur moyenne est de $25^{j},35$.

Une tache du Soleil décrit à la surface de cet astre un petit cercle dont les pôles sont les pôles du Soleil. On détermine ce petit cercle en mesurant les positions successives d'une tache, de 24 heures en 24 heures, par rapport au contour apparent du Soleil, et en les rapportant ensuite à un trièdre de coordonnées fixes, ayant son origine au centre du Soleil, et dont l'un des plans est le plan de l'écliptique : il suffit théoriquement de 3 positions pour permettre le calcul de la position du pôle.

Les meilleures mesures donnent pour l'angle du plan de l'équateur solaire et du plan de l'écliptique une valeur de $7°15'$; on définit l'intersection de ces deux plans, ou *ligne des nœuds*, par la longitude du nœud ascendant : cette longitude, légèrement variable avec le temps à cause de la précession, est actuellement voisine de 75°, et la Terre passe aux deux nœuds au commencement de juin et au commencement de décembre. Le plan de l'écliptique, le plan de l'équateur solaire et le plan de l'équateur terrestre forment un

trièdre, dans lequel l'angle de l'écliptique et de l'équateur terrestre est 23°30′, et l'angle des deux équateurs solaire et terrestre est environ 26°25′.

La position de l'équateur solaire n'est d'ailleurs pas déterminée avec une très grande précision, et l'erreur possible sur son angle avec l'écliptique est de l'ordre du quart de degré. Le contour des taches est toujours plus ou moins flou, et se modifie d'un jour à l'autre, de sorte qu'il est difficile de repérer un point

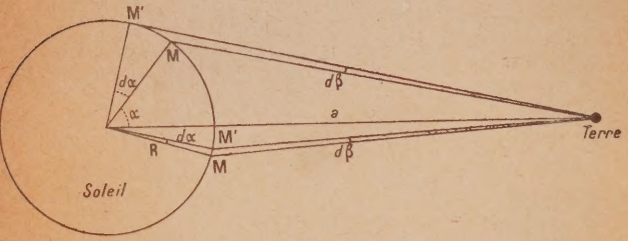


FIG. 10

bien défini de la surface solaire ; la figure 10 montre de plus qu'à une erreur $d\beta$ dans le pointé de la position apparente d'un objet M correspondant une erreur $d\alpha$ beaucoup plus grande dans l'évaluation de l'angle α qui mesure sa position sur la sphère solaire : le rapport $d\alpha/d\beta$ est égal à a/R, soit environ 200, pour les points voisins du centre, et il est beaucoup plus grand près des bords. A une erreur de pointé $d\beta$ de l'ordre d'une seconde, déjà très difficile à ne pas dépasser, correspond au centre du Soleil une erreur $d\alpha$ de 3 minutes, et pour un point où l'angle α de la figure 10 vaut 89°, une erreur $d\alpha$ de 3 degrés.

Coordonnées héliographiques. — La connaissance de la position des pôles du Soleil permet de tracer sur le

disque solaire le réseau des méridiens passant par ces pôles et des parallèles correspondants. Ce réseau se présente à l'observateur terrestre sous des aspects différents suivant la position de la Terre sur son orbite : lorsque la Terre passe à un des nœuds, et se trouve dans le plan de l'équateur solaire, les pôles PP′ se trouvent sur le contour apparent (*fig.* 11, *a* et *d*), l'équateur et les parallèles solaires se projettent suivant des droites ; aux autres époques, l'un des deux pôles se projette à l'intérieur du disque, et les parallèles apparaissent comme des ellipses ; l'axe du soleil se trouve dans le plan NS du méridien céleste (plan passant par l'axe de la Terre) au début de janvier (*fig.* 11, *b*) et de juillet (*e*) ; le pôle Nord du Soleil est à l'Ouest du méridien de janvier à juillet

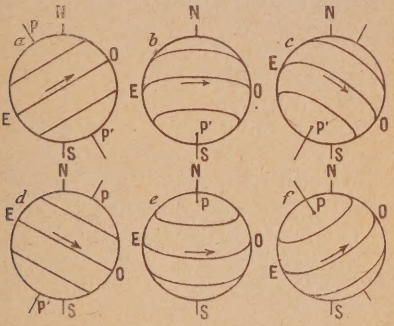


FIG. 11

(*c* et *d*), à l'Est de juillet à janvier (*f* et *a*) ; l'angle maximum de la projection PP′ de l'axe solaire avec l'axe du monde NS est égal à l'angle 26° 25′ de ces deux droites.

Le tracé des différentes formes apparentes du réseau peut d'ailleurs être fait assez simplement en

photographiant dans différentes positions un réseau de méridiens et de parallèles tracé sur une sphère. Les éphémérides permettent de savoir quelle est celle de ces photographies qui correspond à un jour d'observation quelconque, et comment il faut l'orienter par rapport au méridien céleste passant par le Soleil ; il suffit alors de la superposer par projection à une photographie du Soleil pour lire directement sur le réseau les coordonnées héliographiques d'un détail quelconque de cette photographie. La position par rapport au réseau de parallèles donne la latitude héliographique, comptée de 0 à 90° de l'équateur au pôle solaire, et la position par rapport au réseau des méridiens donne la longitude héliographique, que l'on compte à partir d'un méridien solaire choisi arbitrairement une fois pour toutes.

La loi de rotation du Soleil. — La détermination des longitudes héliographiques d'une même tache à quelques jours d'intervalle permet de calculer l'angle dont a tourné le Soleil pendant ce temps. On peut ainsi faire concourir à la détermination de la durée de rotation du Soleil les taches de courte durée, qui ne persistent pas pendant toute une révolution : les mesures sont moins précises que celles que fournit l'observation des passages au méridien central des taches de longue vie, mais elles permettent de calculer des moyennes portant sur un plus grand nombre d'objets, et de mieux éliminer les irrégularités provenant des déformations et des mouvements propres des taches (cf. page 146).

Les mesures montrent que le Soleil ne tourne pas comme un corps solide indéformable : Carrington a établi que *les différentes zones tournent avec des vitesses différentes, la durée* T *de la rotation allant en croissant de l'équateur aux pôles.* Voici les valeurs en jours

observées pour différentes valeurs de la latitude héliographique φ :

$\varphi =$	0	10°	20°	30°	40°
$T =$	25,0	25,2	25,7	26,5	27,4

On peut représenter ces valeurs par une formule empirique donnant la valeur $\xi = 2\pi/T$ de la rotation journalière ; c'est ainsi que Maunder propose la formule :

$$\xi = 14°,37 - 2°,60 \sin^2 \varphi$$

La précision des mesures n'est pas très grande, pour les raisons déjà indiquées. La période pour une latitude donnée n'est guère déterminée qu'à un demi-jour près, soit avec une erreur de 2 %, et les différents auteurs donnent des formules dont les coefficients présentent entre eux des différences du même ordre : le terme constant, qui représente la rotation journalière des points de l'équateur, varie par exemple de 14°30 à 14°60. Ces différences sont pourtant très inférieures aux variations observées d'une latitude à l'autre, de sorte qu'il ne saurait y avoir aucun doute sur la réalité de ces variations.

Remarquons enfin que les mesures de rotation faites à l'aide des taches s'arrêtent aux latitudes héliographiques de 40°, parce qu'il n'y a pas de taches au delà de ces latitudes (page 148). Des latitudes un peu plus élevées, jusqu'à 45°, ont pu être atteintes par l'observation des facules, soit par mesure quotidienne de leur position (Chevalier, 1910) soit par identification après une révolution synodique complète (Maunder, 1923). Les résultats sont bien représentés, d'après Maunder, par la formule :

$$\xi = 14°,54 - 2°,81 \sin^2 \varphi$$

Observations spectrohéliographiques. — Les photographies prises au spectrohéliographe avec la raie

K_2 (chapitre VII) montrent sur toute la surface du Soleil des *flocculi* (page 184), constitués par des nuages brillants de calcium situés dans les couches basses de l'atmosphère solaire. L'étude, faite par Fox en 1908, du mouvement de ces flocculi a conduit à représenter la rotation par la formule :

$$\xi = 14^{\circ},56 - 2^{\circ},98 \sin^2 \varphi,$$

très voisine de celle qui s'applique aux facules.

Les spectrohéliogrammes permettent aussi, avec la raie Hα, de mettre en évidence des flocculi sombres d'hydrogène, sans doute situés plus haut dans l'atmosphère solaire que les flocculi brillants du calcium auxquels se rapportent les mesures précédentes. Ils fournissent une loi de rotation tout à fait différente des précédentes, la vitesse angulaire étant la même à toutes les latitudes solaires, et ayant la valeur $\xi = 14^{\circ},6$.

Les spectrohéliogrammes montrent enfin des *filaments* sombres, projections sur le disque solaire de protubérances très élevées au-dessus de la surface solaire (page 186). Des observations ont été faites par Deslandres et d'Azambuja en 1911 sur des filaments du calcium ayant persisté assez longtemps pour qu'ils aient pu mesurer directement la durée de leur révolution synodique par l'intervalle de leurs passages au méridien central : elles ont donné, pour les latitudes 0°, + 20° et + 30°, la même valeur de la vitesse angulaire, $\xi = 14^{\circ},4$. Une observation analogue a été faite par Evershed en 1910 sur un filament observé avec la raie Hα de l'hydrogène, dont il a pu pointer 3 passages au méridien central : elle a donné la valeur $\xi = 14^{\circ},4$, tandis que la mesure de la révolution synodique déduite de l'observation de la protubérance correspondante lors de ses apparitions au bord du Soleil fournissait la valeur $\xi = 14^{\circ},2$.

Il est d'ailleurs à noter que les pointés quotidiens de la position des filaments fournissent des valeurs très différentes ; c'est ainsi que, dans l'observation que nous venons de mentionner, Evershed a trouvé des valeurs de ξ de 15°,09 et 16°,05. L'explication en est donnée immédiatement par la figure 12 : le filament se trouve en A, puis en A', très haut au-dessus de la surface de la photosphère, sur laquelle nous le

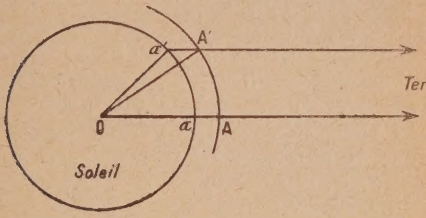


FIG. 12

voyons se projeter successivement en *a* et *a'*, et, lorsqu'il a tourné de l'angle AOA', nous croyons qu'il a tourné de l'angle plus grand *aOa'*.

Les quelques chiffres que nous avons donnés suffisent à montrer que *les phénomènes dont l'origine ne se trouve pas au même niveau de l'atmosphère solaire donnent des lois de rotation différentes* : nous y reviendrons à la fin de ce chapitre.

Étude spectroscopique de la rotation solaire

Principe des mesures. — Supposons que la Terre se trouve dans le plan de l'équateur solaire, et négligeons son mouvement sur son orbite. Par suite de la rotation du Soleil, le bord Est de l'équateur solaire se rapproche de nous avec une vitesse *v*, le bord Ouest

s'en éloigne avec la même vitesse (*fig.* 13, page 75). Or l'on sait — c'est ce qu'on appelle l'*effet Doppler-Fizeau* — que, lorsqu'une source de vibrations s'approche de nous, ses vibrations nous paraissent avoir une période plus courte que leur période réelle, que, lorsqu'elle s'en écarte, elles nous paraissent avoir une période plus longue. Il en résulte que les raies de Fraunhofer (page 34) doivent nous paraître déplacées vers les petites longueurs d'onde, c'est-à-dire vers le violet, au bord Est du Soleil, vers les grandes longueurs d'onde, c'est-à-dire vers le rouge, au bord Ouest.

La différence $\Delta\lambda$ des longueurs d'onde d'une même raie dans le spectre des deux extrémités de l'équateur correspond à la différence de vitesses $2\ v$; le calcul montre que la différence relative $\Delta\lambda/\lambda$ est égale à $2v/c$, en désignant par c la vitesse de la lumière.

La mesure de $\Delta\lambda$ fournit donc immédiatement la valeur de v, et il est facile d'en déduire la durée de rotation T, qui est égale à $2\pi R/v$. La longueur $2\pi R$ de l'équateur solaire est de 4.368.000 km. ; à une période de rotation de 25 jours correspond une vitesse v de 4.368.000/25 = 175.000 km. par jour, ou 175.000/86.400 = 2 km/sec très sensiblement. La vitesse de la lumière étant de 300.000 km/sec, la valeur de $\Delta\lambda/\lambda$ est 1/75.000, et la différence $\Delta\lambda$ pour une raie de longueur d'onde $\lambda = 4.500$ A est 4.500/75.000 = 0,06 angström : comme les grands spectrographes modernes permettent d'évaluer la différence $\Delta\lambda$ à moins d'un millième d'angström près, on voit qu'on peut obtenir la vitesse v et la période T avec une erreur de l'ordre de 1 à 2 %.

La méthode permet aussi d'obtenir la durée de rotation correspondant à un parallèle quelconque, en comparant les spectres des deux extrémités de ce parallèle ; il suffit de remplacer dans les calculs le rayon solaire R par le rayon $r = R \cos \varphi$ du parallèle.

Il faut, bien entendu, faire subir aux mesures les corrections nécessaires pour tenir compte de ce que les points dont on prend le spectre ne sont jamais tout à fait au bord du Soleil, de ce que la Terre n'est pas en général dans le plan de l'équateur solaire, enfin pour tenir compte du mouvement de la Terre sur son orbite, c'est-à-dire pour passer de la révolution synodique à la révolution sidérale.

Rotation de la couche renversante. — Les premières mesures ont été faites par Dunér à Lund en 1887-89 et en 1900-1901, par Halm à Edimbourg en 1900-1906, par Adams au Mont-Wilson en 1906-1907. Dunér et Halm observaient visuellement des raies du fer situées dans le rouge, Adams avait observé photographiquement une vingtaine de raies de la partie violette du spectre. Ces premières mesures ont donné des durées de rotation en bon accord avec celles que fournit l'observation des taches ; elles ont montré que *l'augmentation de la période avec la latitude se continue régulièrement au delà de la zone des taches*, la période atteignant 31 j, 2 à 60° et 35 j, 3 à 80°.

Les mesures ont été reprises au Mont-Wilson par Adams en 1908, et continuées par St John à partir de 1910, avec un appareil plus puissant, le spectrographe autocollimateur à réseau de la tour solaire de 20 mètres (page 84) : la distance focale de ce spectrographe est de 9 mètres, et un millimètre de la plaque correspond, dans le violet, à 0,56 angström. Les vitesses obtenues en 1908 pour les raies de la couche renversante étaient bien d'accord avec celles des séries précédentes, et Adams les a représentées par la formule :

$$\xi = 14^{0},54 - 3^{0},50 \sin^2\varphi$$

très voisine de celles qui ont été données pour les facules et les flocculi (page 69). Cette formule repré-

sente la moyenne des observations, les différentes raies donnant des résultats légèrement différents les uns des autres : c'est ainsi que la rotation journalière à l'équateur est $\xi_0 = 14°,49$ pour les raies du lanthane et du cyanogène, $14°,65$ à $14°,72$ pour les raies du fer.

Rotation de l'atmosphère solaire. — On peut interpréter ces petites différences en supposant qu'elles sont liées à des différences dans le niveau de l'atmosphère solaire auquel se produisent les raies (page 119), les raies du fer ayant leur origine dans une couche plus haute que les raies du lanthane et du cyanogène. Cette interprétation est suggérée par le fait que les raies dont le niveau de production est très élevé donnent des rotations journalières encore plus grandes : la raie 4227 du calcium, dont le niveau d'origine est à 5000 km au dessus de la photosphère, donne $\xi_0 = 14°,9$, et la raie Hα de l'hydrogène, qui correspond à une hauteur de 11000 km, donne $\xi_0 = 15°,2$. De même, la raie K_3 du calcium, dont le niveau de production est encore plus haut (14000 km), a donné à St John en 1910 une rotation journalière $\xi_0 = 15°,5$, tandis qu'Evershed, observant en 1927-1929 cette même raie à des hauteurs encore plus grandes dans les protubérances au bord du disque, a trouvé entre le bord Ouest et le bord Est une différence $\Delta\lambda = 0^A,066$, correspondant à une rotation journalière $\xi = 20°$.

On remarquera à propos de ces mesures que la donnée que fournit l'observation spectroscopique est la vitesse radiale $v_r = v \sin \theta$ d'un point à une distance apparente $x = R \sin \theta$ du centre (*fig.* 13), et que le calcul de ξ à partir de v_r et de x est indépendant de la distance R au centre de l'astre du point où se forme la raie étudiée : la vitesse angulaire $\omega = v/R$ est en effet égale à v_r/x.

Les mesures faites sur les raies de niveau élevé ont également montré que la vitesse angulaire décroît beaucoup moins vite quand la latitude augmente pour ces raies que pour les raies de la couche renversante. C'est ainsi que, pour la raie K_3, St John a trouvé $\xi_0 = 15°,5$ à l'équateur et $\xi = 15°,4$ pour $\varphi = 38°$; la différence est beaucoup plus petite que la différence correspondante pour les raies basses, qui est d'environ 1°,3. De même, dans une de ses séries de mesures sur la raie Hα, Adams a trouvé pour valeurs de ξ 15°,7 à l'équateur, 15°,3 à 30° et 15°,6 à 60°, et il a représenté

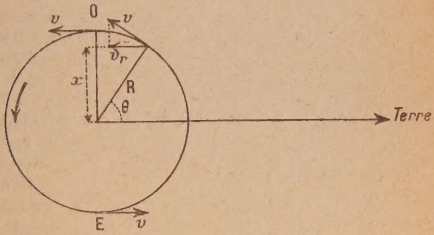


FIG. 13

la moyenne de toutes ses mesures sur cette même raie par la formule :

$$\xi = 15°,4 - 1°,4 \sin^2 \varphi$$

où le coefficient de $\sin^2 \varphi$ est deux fois et demie plus petit que dans la formule relative aux raies de la couche renversante.

Conclusions générales. — On peut, pour résumer cette étude, dire que la photosphère et les couches basses de l'atmosphère solaire ont à peu près le même mouvement, qui est bien connu aujourd'hui, sauf au voisinage immédiat des pôles, par les résultats concordants de l'observation spectroscopique et

de l'observation des taches, facules et flocculi. *Ce mouvement est très différent du mouvement de rotation d'un corps solide, les vitesses angulaires allant régulièrement en diminuant de l'équateur au pôle.* C'est là un fait essentiel que devront expliquer les théories mécaniques de l'équilibre de la matière solaire ; mais les hypothèses proposées jusqu'ici, en particulier par Emden, pour expliquer à la fois ce mode de rotation et l'existence des taches solaires, ne peuvent pas être considérées comme entièrement satisfaisantes : elles n'ont guère fait que mettre en évidence l'existence d'une relation entre les inégalités de la rotation et la formation, la répartition et la périodicité des taches.

Nos connaissances sont beaucoup plus incomplètes en ce qui concerne la *rotation de la haute atmosphère*, c'est-à-dire en somme ses mouvements permanents par rapport à la surface du Soleil. Les observations sur les flocculi de l'hydrogène et les mesures spectroscopiques semblent bien montrer que cette rotation est plus rapide et plus uniforme que celle de la photosphère ; mais par contre l'étude des filaments donne pour leur révolution synodique des valeurs voisines de celle qui correspond à la photosphère, valeurs qu'il est bien difficile de concilier avec les valeurs élevées de la rotation journalière déduites par Evershed de l'étude spectroscopique des protubérances. Il est très possible que les phénomènes soient en réalité plus compliqués que nous ne l'imaginons, que les protubérances ne soient qu'une illumination des vapeurs hautes dont l'emplacement est déterminé par des phénomènes se produisant sur la photosphère, tandis que ces vapeurs sont entraînées dans la circulation générale, permanente ou accidentelle, de l'atmosphère solaire.

Enfin, il est un autre problème qui est loin d'être résolu : c'est celui de la *variation possible de la rotation de l'atmosphère solaire* suivant le cycle général de

l'activité solaire. Les mesures spectroscopiques faites au Mont-Wilson sur les raies de la couche renversante ont donné comme valeur moyenne de la vitesse de l'équateur solaire en 1906-1908 $v = 2{,}06$ km/sec et en 1919-1924 $v = 1{,}90$ km/sec : il est difficile d'attribuer à des erreurs de mesure une différence qui atteint 8 %, mais il est encore plus difficile d'en donner une interprétation, et d'expliquer pourquoi les vitesses de la couche renversante seraient différentes au cours de deux cycles de 11 ans consécutifs. Le problème ne pourra être résolu que lorsque l'on disposera de mesures cohérentes s'étendant sur plusieurs cycles complets de 23 ans (page 162).

CHAPITRE IV

LE SPECTRE NORMAL DU SOLEIL

Les spectrographes solaires

Le spectre de raies de Fraunhofer. — Nous avons déjà dit que le spectre du Soleil est un spectre continu, sillonné de raies noires dues à l'absorption par l'atmosphère solaire de certaines des radiations émises par la photosphère. Le premier observateur qui signala l'existence de ces raies noires fut Wollaston en 1802 ; mais ce fut Fraunhofer en 1811 qui reconnut qu'elles occupent des positions fixes dans le spectre, et qui en dressa la première liste, les désignant, du rouge au violet, par les lettres A, B..., F, G par lesquelles on les désigne encore. Il remarqua même que la raie D se trouve à la même place que la raie jaune des flammes ; mais cette remarque ne prit un sens que lorsque Kirchhoff énonça en 1860 la loi qui porte son nom, et d'après laquelle *un gaz absorbe toujours les radiations qu'il est susceptible d'émettre : lorsque l'on trouve dans le spectre solaire une raie noire correspondant exactement à une raie observée au laboratoire comme raie brillante dans le spectre d'émission d'un certain élément, c'est que cet élément existe dans l'atmosphère solaire.*

Kirchhoff établit ainsi une première liste d'éléments présents dans le Soleil ; cette liste fut complétée ensuite par différents physiciens, puis les observations furent rendues plus précises et étendues à l'ultra-violet par l'emploi de la photographie, et les travaux modernes de haute précision furent inaugurés par les magnifiques recherches effectuées par Rowland, dont les tables furent publiées en 1897.

Rowland, utilisant un réseau concave, photographia successivement les diverses régions du spectre solaire, de 7331 à 2975 angströms ; l'atlas qui reproduit ces photographies contient 20 planches, occupant une longueur totale de 13 mètres. Les tables de Rowland contiennent les longueurs d'onde d'environ 20.000 raies, ainsi que leurs intensités exprimées, suivant une échelle assez arbitraire d'ailleurs, par des chiffres d'autant plus grands que les raies sont plus intenses. Rowland photographia d'autre part au laboratoire les spectres de tous les éléments, et les compara au spectre solaire : il réussit à identifier ainsi environ le tiers des raies mesurées dans le spectre solaire.

De nouveaux progrès ont été réalisés depuis Rowland ; nous allons, avant de les étudier, décrire sommairement les appareils qui les ont permis.

Les télescopes solaires. — La première partie d'un spectrographe solaire est formée par l'objectif destiné à projeter l'image du Soleil sur la fente du spectrographe proprement dit. Dans l'étude des spectres stellaires, on fixe généralement le spectrographe sur la lunette, de façon qu'il suive son mouvement autour d'un axe de rotation parallèle à l'axe du monde. Il ne saurait être question de faire ainsi tourner autour d'un axe les spectrographes employés dans l'observation solaire ; leurs dimensions sont trop grandes, et la haute précision qu'on leur demande exige que leur rigidité

soit parfaite. Dans tous les montages modernes (*fig.* 14, 15 et 16), l'objectif de projection est fixe, et il reçoit les rayons solaires par l'intermédiaire d'un *coelostat à deux miroirs* : le premier miroir plan M_1 tourne autour d'un axe, situé dans son plan et parallèle à l'axe du monde, avec une vitesse angulaire qui est exactement la moitié de la vitesse du mouvement diurne du Soleil ; il renvoie ainsi les rayons provenant d'un point quelconque du Soleil dans une direction fixe, et le second miroir plan M_2 permet de les renvoyer dans la direction, arbitrairement choisie, où se trouve l'objectif de projection O. C'est ce second miroir qui est muni des réglages nécessaires pour ramener chaque jour l'image définitive à la même place, malgré les variations de la déclinaison du Soleil.

Nous avons déjà signalé (page 5) qu'il était très difficile, à cause de l'agitation de l'atmosphère, d'obtenir de bonnes images du Soleil ; d'autre part, les miroirs en verre argenté qui réfléchissent le faisceau solaire s'échauffent, parce qu'ils absorbent toujours une petite fraction de l'énergie incidente, et les déformations que produit cet échauffement entraînent toujours une diminution de la qualité de l'image. Aussi n'est-il pas possible d'employer en Astronomie solaire les objectifs de grande ouverture employés en Astronomie stellaire : l'expérience montre qu'il n'y a pas avantage à employer des objectifs dont le diamètre dépasse 30 ou peut-être 35 centimètres, correspondant à un pouvoir séparateur de 1/2 à 1/3 de seconde.

A l'observatoire de Meudon, l'objectif a 25 centimètres d'ouverture, et les miroirs du cœlostat 40 centimètres ; l'installation est représentée schématiquement par la figure 14. Une cause importante de trouble des images peut résider dans l'air que traversent les rayons entre le premier miroir du cœlostat et le foyer

image de l'objectif : cet air est en effet directement au-dessus d'un sol échauffé par les rayons solaires, et est nécessairement le siège de courants ascendants d'air chaud. C'est pour éviter cette cause de trouble que la partie du trajet des rayons qui se trouve après l'objectif a été placée à l'intérieur du bâtiment du spectrographe, bâtiment qui est entièrement fermé, l'objectif O étant encastré dans une cloison qui double

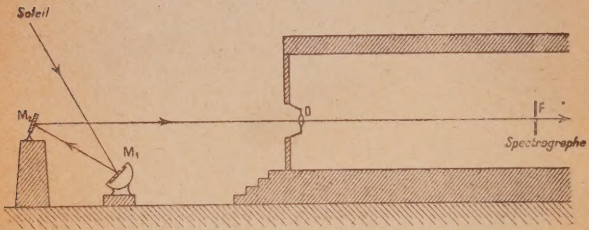


FIG. 14

la porte ; son toit est recouvert de terre, et ses volets sont constamment fermés, de sorte que la température intérieure est uniforme. D'autre part, le sol du bâtiment est constitué par un massif de béton s'élevant à 90 centimètres au-dessus du sol naturel ; les différents appareils se trouvent à une hauteur de 1m,40 au-dessus du plancher du bâtiment : leur accès pour les réglages est facile, et pourtant les rayons passent entre le cœlostat et l'objectif à une distance du sol qui atteint 2m,30, et les soustrait suffisamment à son influence perturbatrice. On obtient ainsi à Meudon d'excellentes images solaires, tout au moins le soir, et même dans la journée par temps brumeux. La seule perturbation notable est celle qui provient de l'échauffement de la face réfléchissante des miroirs plans de verre argenté du cœlostat, échauffement qui les rend

légèrement convexes ; on corrige son effet en déplaçant légèrement l'objectif, de façon à maintenir la mise au point de l'image du Soleil sur la fente du spectrographe ; on a d'ailleurs soin de protéger les miroirs du rayonnement solaire entre les poses, par l'interposition d'un écran.

L'objectif de Meudon a une distance focale de 4 mètres, distance normale pour un objectif de 25 cm ; il donne une image solaire de 36 millimètres de diamètre. On peut reprocher à cette image d'être trop petite pour qu'il soit facile d'y distinguer les détails, et d'amener un de ces détails à être exactement sur la fente du spectrographe. C'est pour cette raison que les Américains ont adopté à l'observatoire du Mont-Wilson des distances focales beaucoup plus grandes. Le premier appareil qu'ils y ont installé était un télescope horizontal qu'on pouvait munir comme objectif de l'un ou l'autre de deux miroirs concaves de 60 centimètres d'ouverture ayant des distances focales de 18 et de 44 mètres. Mais il semble que, malgré les précautions prises dans l'installation, cet appareil n'ait jamais donné des images très satisfaisantes, sans doute à cause du trop long parcours horizontal des rayons au voisinage du sol.

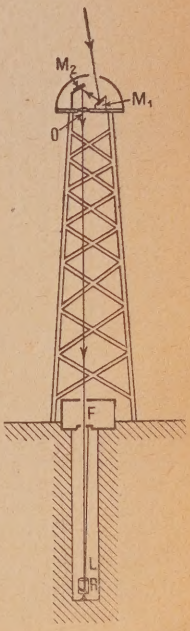


FIG. 15

L'astronome américain Hale imagina alors les *tours solaires* :

l'objectif O et le cœlostat à deux miroirs M_1, M_2 sont placés dans une coupole, comme l'indique la figure 15, sur la plateforme d'une tour dont la hauteur est telle que l'image solaire se forme au niveau du sol ; le spectrographe est placé dans un puits vertical creusé au pied de la tour. Les rayons sont ainsi presque entièrement soustraits au voisinage du sol, et la chambre du spectrographe est à température bien constante. L'observatoire du Mont-Wilson possède

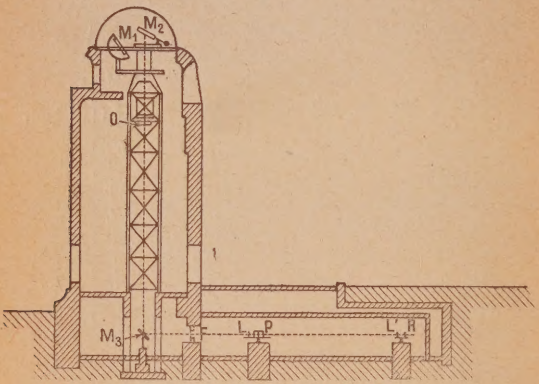


FIG. 16

deux tours solaires, la première de 20 mètres et la seconde de 50 mètres ; cette dernière, avec un objectif de 30 centimètres d'ouverture, donne une image solaire de 43 centimètres de diamètre.

Le dispositif adopté pour les spectrographes au Mont-Wilson rend leur réglage assez incommode : l'appareil étant placé dans un puits vertical, l'observateur est obligé de se déplacer verticalement pour l'effectuer. A la tour Einstein de l'observatoire de Pots-

dam, un miroir M_3, incliné à 45°, permet de renvoyer les rayons horizontalement dans la chambre du spectrographe ; comme l'indique la figure 16, cette chambre est complètement enterrée, et munie d'une double paroi, pour lui assurer une température parfaitement constante. On a d'autre part cherché à éliminer les vibrations que pourrait produire le vent en entourant la charpente qui porte l'objectif et les miroirs, et qui constitue la tour solaire proprement dite, d'une enveloppe de ciment armé qui n'a aucun contact avec elle et qui porte la coupole.

En fait, il ne semble pas que les tours solaires donnent des résultats supérieurs à ceux que fournit le dispositif très simple employé à Meudon ; bien que son altitude soit beaucoup plus grande, l'observatoire du Mont-Wilson, comme celui de Meudon, ne peut obtenir de bonnes images solaires que le matin et le soir. L'observation à haute altitude n'améliore pas les images solaires comme elle améliore les images stellaires : la raison en est que l'échauffement du sol au Soleil ne dépend pas de l'altitude, et que les perturbations, beaucoup plus fortes que celles qui affectent les observations nocturnes, ont surtout leur origine dans la couche d'air qui baigne les appareils et qui se trouve en contact avec le sol échauffé. L'observatoire du Mont-Wilson possède pourtant un avantage très marqué sur l'observatoire de Meudon, et encore plus sur celui de Potsdam : placé dans la Californie du Sud, dans une région favorisée de longues périodes de beau temps, à un emplacement qui a été choisi après de longues études pour la rareté du vent, des nuages et de la pluie, il dispose en moyenne chaque année de 300 journées favorables aux observations, alors que Meudon n'en compte que 150.

Les spectrographes à prismes. — Dans ces spectrographes, les rayons issus d'un point de la fente F (*fig.* 17) sont rendus parallèles par l'objectif collimateur L, puis dispersés par un train de prismes P_1, P_2, P_3 ; un objectif L′ forme le spectre dans son plan focal F′. Le spectrographe de Meudon comporte 3 prismes, dont l'angle réfringent est de 61°, et dont les faces ont 15 cm de largeur et 13,5 cm de hauteur ;

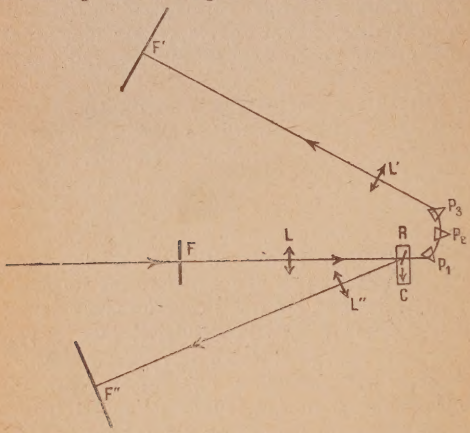


FIG. 17

avec un objectif L′ de 3 mètres de distance focale, on obtient sur la plaque photographique une dispersion qui va de 1,7 angströms par millimètre à l'extrémité violette du spectre visible à 9 A/mm dans le rouge ; on peut d'ailleurs obtenir un spectre encore plus étalé en employant en L′ un objectif de 7 mètres de distance focale.

Un élément essentiel de la qualité d'un spectrographe est l'intervalle $\Delta\lambda$ de deux raies d'un spectre qu'il

permet de séparer. Même avec une fente parfaitement fine, les raies ont une certaine largeur, qui dépend des phénomènes de diffraction, et deux raies ne peuvent être séparées que si leur distance est supérieure à leur largeur. On démontre que le pouvoir séparateur $\Delta\lambda$ ne dépend que du taux de variation $dn/d\lambda$ de l'indice n des prismes avec la longueur d'onde, et de l'épaisseur totale e traversée par les rayons à la base des prismes ; on caractérise généralement le spectrographe par son *pouvoir de résolution* $\lambda/\Delta\lambda$, qui est d'autant plus grand que l'intervalle $\Delta\lambda$ est plus petit, et l'on démontre qu'il peut être calculé par la formule :

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = e\,\frac{dn}{d\lambda}$$

Le pouvoir de résolution du spectrographe de Meudon est de l'ordre de 120.000 dans le violet ; l'intervalle $\Delta\lambda$ correspondant est d'environ 1/30 d'angström, et occupe, avec la chambre de 3 mètres, une longueur de 1/50 de millimètre sur la plaque.

Le pouvoir de résolution théorique n'est atteint que si l'on utilise réellement toute la largeur des faces du prisme, c'est-à-dire si le faisceau le couvre effectivement. Or la largeur du faisceau que forment les rayons qui passent par un point de la fente est définie par l'ouverture de l'objectif de projection qui forme l'image du Soleil sur la fente : on conçoit donc que les caractéristiques à donner à l'objectif collimateur L doivent dépendre essentiellement de celles de l'objectif de projection. A Meudon, l'objectif L a une distance focale de $1^m,25$, et se trouve à $5^m,25$ de l'objectif de projection ; il est placé à $1^m,65$ du train de prismes, de sorte qu'il fournit à l'entrée même des prismes une image de l'objectif de projection ayant 80 millimètres de diamètre, diamètre qui, à cause de l'obliquité du

faisceau sur les faces des prismes, correspond exactement à leur largeur. On assure ainsi à la fois l'utilisation rationnelle des prismes et l'emploi effectif de toute la lumière fournie par l'objectif de projection.

La largeur des raies, dont dépend le pouvoir de résolution et la précision des pointés, dépend aussi de la largeur de la fente : pour séparer deux raies distantes de $0^{mm},02$, il faut évidemment que les images monochromatiques de la fente aient une largeur inférieure à $0^{mm},02$. Comme l'objectif L' a une distance focale environ 2 fois et demie plus grande que celle de l'objectif L, les images de la fente sont environ 2 fois et demie plus grandes que la fente, et *la largeur de cette dernière doit être inférieure à* 1/100 *de millimètre.* On se rend compte ainsi de la perfection qui est nécessaire dans la construction de cette fente, dont la hauteur doit d'autre part être supérieure au diamètre — 4 cm. — de l'image solaire. Ajoutons d'ailleurs que cette fente doit être courbe, pour donner dans le spectre des raies droites, malgré les variations de la déviation qui proviennent de l'inclinaison des rayons issus des extrémités de la fente sur le plan perpendiculaire aux arêtes des prismes.

Remarquons enfin que la qualité d'un spectrographe à prismes dépend essentiellement de la qualité des prismes, c'est-à-dire de la taille de leurs faces, et surtout de l'homogénéité du verre qui les constitue. C'est la difficulté d'obtenir de gros blocs de verre parfaitement homogènes qui limite les dimensions que l'on peut donner aux prismes et par suite le pouvoir de résolution $e\, dn/d\lambda$ que l'on peut atteindre : les prismes de Meudon doivent être considérés comme exceptionnels au point de vue de leurs dimensions et de leurs qualités.

Les spectrographes à réseau. — Nous avons déjà dit que les recherches de Rowland ont été effectuées avec des réseaux concaves, permettant de former le spectre sans employer d'objectif. Mais un tel réseau est astigmatique : les rayons issus d'un point de la fente ne donnent pas une image, mais une droite focale. Il en résulte que chaque point de la plaque est éclairé par des rayons provenant de différents points de la fente, et qu'il est impossible de distinguer les spectres fournis par les parties du Soleil dont les images sont formées sur les différents points de la fente.

Aussi emploie-t-on presque toujours en Astronomie Solaire des réseaux plans par réflexion, qu'on monte exactement comme les prismes, avec un objectif collimateur et un objectif photographique. L'observatoire de Meudon dispose d'un réseau plan à 568 traits par millimètre, qu'on peut, grâce à la coulisse C, interposer en R (*fig.* 17, page 86), immédiatement avant le train de prismes, de façon à observer en F″ le spectre formé par l'objectif L″. La dispersion obtenue avec une chambre de 3 mètres est d'environ 5 angströms par millimètre dans tout le spectre : elle est plus petite que celle des prismes dans le violet, mais est plus grande dans le rouge.

Le pouvoir de résolution d'un réseau dont on utilise en tout N traits est donné, pour le spectre d'ordre k, par la formule théorique :

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = k\,N$$

La largeur rayée du réseau de Meudon étant de 80 millimètres, le nombre de traits est N = 45.000, et le pouvoir de résolution dans le second ordre est R = 90.000, valeur qui est du même ordre que celle qui correspond aux prismes.

La tour de 50 mètres du Mont-Wilson est équipée avec un réseau à 622 traits par millimètre, dont les traits ont 67 millimètres de longueur et occupent une largeur de 126 millimètres ; on l'utilise généralement dans le 3e ordre : son pouvoir de résolution est $R = 3 \times 126 \times 622 = 235.000$, et l'on peut séparer, au voisinage de $\lambda = 5900$ angströms, deux raies distantes de $\Delta\lambda = 5900/235.000 = 0^{A},025$.

La grande distance focale des objectifs des tours solaires oblige, pour couvrir le réseau, à donner également une grande distance focale à l'objectif collimateur : le faisceau des rayons qui passent par un point de la fente provient, dans la tour de 50 mètres, d'un objectif de 30 centimètres d'ouverture et d'environ 45 mètres de distance focale ; à 15 mètres de la fente, il n'a encore qu'une largeur de 10 centimètres, insuffisante pour couvrir le réseau. On a employé un objectif de 23 mètres de distance focale, et, pour réduire son encombrement, on a adopté (*fig.* 15, page 83) le *montage autocollimateur* que schématise la figure 18 ; la radiation dont la longueur d'onde λ est donnée, en fonction de l'angle d'incidence i et du nombre n de traits par unité de longueur, par la relation $kn\lambda = 2 \sin i$ donne des rayons diffractés dans la direction même des rayons incidents ; ils viendraient former une image de retour coïncidant avec la fente si les traits du réseau étaient exactement parallèles à cette fente ; en réalité, on amène l'image dans le prolongement de la fente en inclinant un peu le réseau autour d'un axe parallèle au plan de la figure, et l'on peut photographier le spectre

FIG. 18

sur une plaque P placée en avant de la fente (1). La grandeur de la distance focale procure une grande dispersion linéaire : dans le 3e ordre, pour $\lambda = 5900$ A, cette dispersion est de 5 millimètres par angström, de sorte que *l'intervalle des deux raies D est de 3 centimètres.* Le spectre entier occuperait une dizaine de mètres : on photographie la partie que l'on veut étudier sur une plaque d'un mètre de longueur, sur laquelle on amène la région choisie par rotation du réseau. L'appareil comporte naturellement un dispositif permettant à l'observateur de commander cette rotation sans avoir à se déplacer ; la fente F et la plaque P sont à 90 cm. au-dessous du niveau du sol, tandis que l'objectif L et le réseau R sont au fond d'un puits de 25 mètres.

L'intervalle $\Delta\lambda = 0^{A},025$ des deux raies que l'on peut juste séparer occupe sur la plaque une distance de $0^{mm},125$; c'est là la largeur de la tache de diffraction donnée par une radiation monochromatique : il est facile d'en pointer le centre avec une erreur qui ne dépasse pas 1/200 de millimètre, et par conséquent de *repérer la longueur d'onde à un millième d'angström près.* On voit que les valeurs élevées des distances focales entraînent des largeurs relativement grandes des taches de diffraction et qu'il n'est par suite plus indispensable d'avoir des fentes extrêmement étroites : on emploie généralement au spectrographe de 23 mètres une fente de $0^{mm},076$. Mais elles donnent en même temps des images solaires de grandes dimensions, et conduisent à employer des fentes très longues, de sorte que la fente n'en reste pas

(1) C'est aussi cette disposition qui est employée à Potsdam, avec le réseau R de 100.000 traits et l'objectif L' de 12 m. de distance focale (fig. 16). On peut également y employer un spectrographe à prismes autocollimateur, formé d'un objectif L de 3 m. de distance focale et d'un train de prismes P dont les faces ont 30 cm. de largeur et 15 cm. de hauteur.

moins de construction délicate ; à la tour de 50 mètres, l'image solaire a 43 centimètres de diamètre ; on a du renoncer à la possibilité d'enregistrer simultanément les spectres de tous les points d'un diamètre solaire, et se contenter d'une fente de 20 centimètres de longueur et de plaques photographiques de 20 centimètres de largeur.

Les raies telluriques

Reconnaissance des raies telluriques. — Nous avons déjà signalé qu'il existe dans les parties ultra-violette et infra-rouge du spectre solaire de larges régions d'absorption dues à la traversée de l'atmosphère terrestre. Les molécules des gaz qui composent cette atmosphère possèdent également dans le spectre visible une absorption sélective, qui se traduit par l'existence de bandes d'absorption en différentes régions de ce spectre ; avec les spectrographes à grande dispersion habituellement employés, ces bandes apparaissent comme résolues en raies fines : ce sont ces raies noires qu'on appelle les *raies telluriques*. Leur aspect ne diffère en rien de celui des autres raies de Fraunhofer ; il est pourtant essentiel, pour pouvoir tirer de l'étude du spectre des conclusions sur la constitution du Soleil, de distinguer les raies telluriques des raies solaires proprement dites : nous allons voir quels sont les caractères qui permettent d'assurer cette distinction.

Le premier de ces caractères peut être rapporté à une observation faite par Brewster en 1823, sans d'ailleurs qu'il ait su l'interpréter : certaines raies deviennent plus intenses lorsque le Soleil descend sur l'horizon et que l'épaisseur d'air traversée augmente (page 24). De même, on a pu reconnaître l'origine tellurique de certaines raies à la diminution de leur

intensité lorsqu'on observe à des altitudes de plus en plus élevées : c'est par exemple ce qu'ont reconnu Janssen, par des observations visuelles, et de la Baume-Pluvinel, par des observations photographiques, pour la bande B de Fraunhofer. Cette bande, due à l'oxygène de l'air, est résoluble en une série de doublets d'intensité décroissante, et l'observation au niveau de la mer permet de reconnaître dans le spectre solaire les 13 ou 14 premiers de ces doublets, tandis qu'on n'en distingue plus que 12 ou 13 à Chamonix, à 1050 m. d'altitude, 10 à 12 aux Grands Mulets (3050 m.) et 8 au sommet du Mont-Blanc (4800 m.). De même encore, les raies dues à la vapeur d'eau sont reconnaissables à leur affaiblissement considérable par les temps secs et froids, lorsque l'atmosphère contient très peu d'humidité.

Un second caractère est fourni par l'identification des raies du spectre solaire aux raies des spectres d'absorption des gaz de l'atmosphère, observés au laboratoire sous des épaisseurs suffisantes. C'est ainsi que Janssen a reconnu la plupart des raies telluriques de la vapeur d'eau en observant le spectre d'un arc électrique à travers un tube de 37 mètres rempli de cette vapeur sous une pression de 7 atmosphères, qu'il a reconnu que les bandes A et B de Fraunhofer doivent être attribuées à l'oxygène de l'atmosphère terrestre avec un tube de 60 mètres rempli d'oxygène à 28 atmosphères : la quantité d'oxygène ainsi placée sur le trajet de l'arc est équivalente à celle que traversent les rayons solaires lorsque le soleil est au zénith, et l'intensité des bandes dans le spectre de l'arc est bien la même que dans le spectre solaire.

Mais, en dehors des mesures photométriques précises qui ne sont guère possibles que dans le cas des larges régions d'absorption (page 37), ces méthodes ne peuvent pas permettre d'affirmer le caractère entière-

ment tellurique des raies, et d'assurer qu'il n'y a pas superposition à l'absorption dans l'atmosphère terrestre d'une absorption dans l'atmosphère solaire. *Le véritable caractère distinctif des raies telluriques est celui que fournit la comparaison des spectres donnés par les bords Est et Ouest de l'équateur solaire :* les raies d'origine solaire paraissent déplacées de l'un à l'autre de ces spectres par l'effet de la rotation du Soleil (page 72), les raies telluriques ont exactement même longueur d'onde dans les deux spectres. C'est cette méthode, mise systématiquement en œuvre par Cornu par observation visuelle, et appliquée aujourd'hui par juxtaposition des photographies des deux spectres, qui a permis de reconnaître définitivement toutes les raies telluriques et d'affirmer, par la non-existence de composantes déplacées, qu'elles ne se superposent pas à des raies solaires véritables.

Les principales raies telluriques. — Les raies telluriques, étant les raies composantes de spectres de bandes, sont très nombreuses : sur 22.000 raies actuellement cataloguées dans le spectre solaire, on compte environ 6.500 raies telluriques, soit 30 % du nombre total. Nous allons passer en revue les plus importantes d'entre elles, en les classant d'après la molécule qui les produit ; on remarquera qu'on ne connaît pas actuellement de raies produites par l'azote et les gaz rares de l'atmosphère.

Vapeur d'eau. — La vapeur d'eau produit dans le spectre visible de très nombreuses raies ; citons, dans le rouge, le groupe *a* de Fraunhofer et, dans le jaune, les raies voisines de la raie D qui constituent ce qu'on a quelquefois appelé la bande de la pluie. Leur intensité est en effet très variable avec la quantité d'humidité contenue dans l'air, et leur renforcement annonce souvent la pluie. La vapeur d'eau produit

en outre des bandes intenses dans l'infra-rouge.

Oxygène. — L'oxygène produit, dans le rouge, les raies A et B de Fraunhofer. Ces raies sont en réalité des bandes assez larges qui, examinées avec une dispersion suffisante, paraissent résolues en raies présentant la disposition régulière des raies des spectres de bandes. L'étude de leur structure est d'ailleurs actuellement assez avancée pour qu'on ait pu en déduire que l'oxygène atmosphérique est un mélange de plusieurs isotopes.

Ozone. — Nous avons déjà étudié (page 37) la grande bande de l'ozone qui limite le spectre ultra-violet du Soleil. L'ozone présente également, dans l'ultra-violet rapproché, entre 3050 et 3450 A, un groupe de bandes, dites bandes de Huggins, dont les maxima d'absorption sont séparés par des intervalles de l'ordre de 30 angströms. Enfin, dans le spectre visible, de 5300 à 6300 A, se trouve un autre groupe de bandes, dites bandes de Chappuis ; il leur correspond une absorption assez faible, mais elles n'en sont pas moins parfaitement visibles dans le spectre que fournit un spectroscope à un seul prisme, et leur présence se traduit par une anomalie très nette de la courbe qui représente les variations avec la longueur d'onde du coefficient de transmission de l'atmosphère.

Gaz carbonique. — Le gaz carbonique de l'atmosphère produit dans l'infra-rouge des bandes d'absorption très intenses ; l'une d'elles, qui s'étend de $2\mu,40$ à 3μ, forme avec une bande de la vapeur d'eau la bande du spectre solaire que Langley a appelé la bande X ; une autre, la bande Y, rend l'atmosphère presque opaque de $4\mu,2$ à $4\mu,5$, d'autres enfin produisent, avec les bandes de la vapeur d'eau, la limitation du spectre vers les grandes longueurs d'onde (page 42).

La constitution de l'atmosphère solaire

La Révision des tables de Rowland. — Rowland avait donné à 1/1000 d'angström près les longueurs d'onde des raies qu'il avait mesurées ; ses nombres avaient été calculés en admettant pour la raie D_1 du sodium la longueur d'onde $\lambda = 5896{,}56$ angströms. Les mesures modernes ont montré que cette valeur était trop forte de $0^A{,}212$, c'est-à-dire que tous les nombres de Rowland sont trop forts de 1/30.000, et de plus que ses mesures relatives présentent des erreurs, irrégulièrement distribuées, qui peuvent fausser les résultats de quantités atteignant parfois $0^A{,}03$. Elles ont montré d'autre part que les longueurs d'onde des raies solaires ne sont pas exactement les mêmes en tous les points du disque, et qu'elles sont toujours un peu supérieures — de 3 à 20 millièmes d'angström — aux longueurs d'onde des raies correspondantes des sources terrestres.

Ces différences font que *les raies du spectre solaire ne peuvent pas jouer en Spectroscopie le rôle de raies étalons.* Le système, dit *système international*, admis universellement aujourd'hui pour la mesure des longueurs d'onde, repose entièrement sur l'emploi de sources terrestres : l'étalon primaire est la raie rouge du cadmium, dont la longueur d'onde, $\lambda = 6438^A{,}4696$, a été mesurée directement en fonction du mètre étalon avec une erreur inférieure à un millième d'angström ; les étalons secondaires et tertiaires sont des raies de l'arc au fer, dont la longueur d'onde a été comparée à celle de la raie rouge du cadmium par des procédés interférométriques assurant une précision du même ordre.

Il était donc nécessaire de reprendre les mesures de Rowland, et de déterminer en angströms internationaux les longueurs d'onde des raies dans le spectre que fournit le centre du disque solaire. Cette révision

des tables de Rowland a fait l'objet d'un travail de dix années de la part des astronomes du Mont-Wilson, et ses résultats ont été publiés en 1928. Dans une première série de mesures, on a photographié le spectre solaire et le spectre de l'arc au fer international avec le spectrographe de 23 mètres de la tour de 50 mètres, et l'on a déterminé sur les clichés les longueurs d'onde de toutes les raies solaires par interpolation entre les raies étalons de l'arc au fer. Dans une seconde série de mesures, on a comparé directement un certain nombre de raies solaires aux raies étalons par des mesures interférométriques d'une très haute précision faites avec un étalon interférentiel de Pérot et Fabry. L'accord entre les différentes séries de mesures s'est toujours trouvé réalisé à moins d'un millième d'angström, et *l'on peut considérer que les longueurs d'onde des raies solaires au centre du disque sont connues avec cette précision.*

On remarquera en passant que cette précision n'a de sens que si l'on tient compte dans le calcul des longueurs d'onde du mouvement de la Terre ; la vitesse d'un point de l'équateur terrestre dans le mouvement diurne est d'environ un demi-kilomètre par seconde, c'est-à-dire que, lorsque le Soleil est à l'horizon, l'observateur s'en approche ou s'en éloigne avec cette vitesse : à ce déplacement de l'observateur par rapport à la source correspond, par effet Doppler-Fizeau, une variation de longueur d'onde qui atteint un centième d'angström dans le rouge.

Les perfectionnements apportés depuis Rowland à la plaque photographique ont permis d'étendre ses mesures à l'extrême rouge et au proche infra-rouge, et d'ajouter aux 20.000 raies de ses Tables environ 1800 raies comprises entre 7331 et 10.218 angströms. La *Révision des Tables de Rowland* contient ainsi les longueurs d'onde d'environ 22.000 raies, allant de la

longueur d'onde ultra-violette $\lambda = 2975$ angströms à la longueur d'onde infra-rouge $\lambda = 10.218$ angströms.

L'identification des raies solaires. — En même temps que la détermination des longueurs d'onde, les astronomes américains ont repris les identifications des raies faites par Rowland. Le principe du procédé d'identification est très simple : on photographie avec le même spectrographe le spectre solaire et le spectre de l'élément à rechercher, on juxtapose les deux spectres, et on y recherche les coïncidences. C'est cette juxtaposition que montrent les figures 1 et 2 de la Planche III pour deux régions du spectre solaire et les régions correspondantes du spectre de l'arc au fer : toutes les raies noires du spectre solaire qui se trouvent en face des raies brillantes du spectre de l'arc sont des raies du fer. Il convient de remarquer que la coïncidence n'est jamais réalisée avec toute la précision des mesures, et qu'on a toujours à juger si l'écart observé est acceptable ou non ; on est guidé dans ce jugement par le fait que l'on sait que la longueur d'onde solaire d'une raie est toujours plus grande que sa longueur d'onde au laboratoire, et que la différence est en moyenne de l'ordre de $0^{A},008$ (cf. page 126).

L'identification n'est pas douteuse lorsque les coïncidences sont nombreuses, comme c'est le cas pour le spectre du fer, ou lorsqu'on retrouve dans le spectre solaire les raies les plus intenses du spectre terrestre, avec leur caractère particulier. Ainsi il n'est pas douteux que la double raie D du spectre solaire est bien la double raie jaune caractéristique du sodium, les raies étant très intenses et présentant le même écartement dans les deux cas ; de façon générale, lorsqu'on retrouve dans le spectre solaire un groupe de raies constituant ce qu'on appelle un multiplet d'un spectre terrestre et que les mêmes raies appa-

raissent fortes ou faibles dans les deux cas, on peut considérer l'identification comme certaine.

Mais il devient difficile d'affirmer que l'on n'a pas des coïncidences dues uniquement au hasard lorsque ces coïncidences sont peu nombreuses et portent sur des raies faibles, alors que les raies essentielles du spectre terrestre sont absentes du spectre solaire. Il faut alors comparer ces raies dans le spectre de la photosphère et dans celui des taches, examiner comment se modifie le spectre terrestre lorsqu'on passe de l'arc à l'étincelle, et déduire de ces études et des lois générales de l'émission des raies quelles doivent être les modifications du spectre lorsqu'on passe des conditions d'excitation de nos sources terrestres à celles qui règnent sur le soleil : l'identification n'en reste pas moins souvent une question de jugement de la part de l'observateur, et peut par suite être sujette à révision.

Sur les 22.000 *raies que contient la Révision des Tables de Rowland, environ* 12.000, *soit* 57 %, *ont été identifiées.* Quoique ce nombre soit environ le double de celui des tables primitives de Rowland, on voit qu'il reste beaucoup à faire pour connaître dans sa totalité l'origine du spectre de Fraunhofer ; il convient pourtant de remarquer que les raies non identifiées ne comprennent aucune des raies intenses du spectre solaire.

Etat des éléments dans le Soleil. — Les raies que l'on observe au laboratoire dans le spectre d'un élément dépendent des conditions d'excitation du spectre. Une excitation modérée ne peut produire que des déplacements des électrons à l'intérieur de l'atome neutre, et les raies dont l'émission correspond à ces déplacements sont dites des *raies d'arc.* Une excitation plus forte peut ioniser l'atome, c'est-à-dire lui arracher un électron : à mesure qu'on augmente l'excitation, on voit les

raies d'arc s'affaiblir, tandis qu'apparaissent et se renforcent progressivement les *raies d'étincelle*, qui correspondent aux déplacements des électrons dans l'ion positif formé par l'enlèvement d'un électron à l'atome neutre. L'intensité de l'excitation qui est nécessaire pour produire le spectre d'étincelle s'exprime par un nombre, qu'on appelle le *potentiel d'ionisation*, et qui est proportionnel au travail qu'il faut dépenser pour ioniser l'atome.

Parmi les raies du spectre solaire qui ont été identifiées, environ 20 % sont des raies d'étincelle ; comme il est naturel, la proportion de raies d'étincelle pour un élément est en première approximation d'autant plus grande que son potentiel d'ionisation est plus faible. C'est ce que montre le tableau suivant :

Élément	Nombre total de raies	Potentiel d'ionisation volts	Proportion de raies d'étincelle %
Cobalt	785	7,81	1,3
Fer	3288	7,83	4
Chrome	1028	6,74	16,3
Titane	1085	6,81	27,6
Zirconium	371	6	64,2
Baryum	9	5,19	100

On peut déduire de ce tableau que les conditions où se trouve la couche renversante sont telles que *l'ionisation, très faible pour les éléments dont le potentiel d'ionisation dépasse 7 volts, est à peu près complète pour ceux dont le potentiel d'ionisation est inférieur à 6 volts.*

En dehors des spectres de raies donnés par les atomes, on connaît aussi au laboratoire des spectres donnés par des molécules ou des radicaux formés d'un groupement d'atomes ; ces spectres sont constitués par des bandes résolubles en raies. La température du Soleil est telle que presque toutes les molécules y sont entièrement dissociées en leurs atomes consti-

tuants ; on observe pourtant quelques spectres de bandes dans le spectre solaire, l'identification étant certaine par suite de la coïncidence d'un très grand nombre de raies composantes. Les principales sont les bandes du cyanogène (872 raies), dues au groupement CN, les bandes de Swan (422 raies) dues à la molécule de carbone C^2 ; on a également reconnu des bandes dues aux groupements OH, NH, CH : au total, la Révisoin des Tables de Rowland contient 1800 raies attribuées à des composés. Signalons en passant (cf. page 152) que les raies de ce type sont beaucoup plus nombreuses dans le spectre des taches : la température est plus basse, et l'on y trouve les groupements Ca H, Mg H, Ti O et BO.

Les éléments présents dans le Soleil. — Les éléments qui sont représentés dans le spectre solaire par le plus grand nombre de raies sont le fer, avec 3288 raies, le titane, avec 1085 raies, le chrome, avec 1028 raies, puis le cobalt, le nickel, le vanadium, le manganèse, etc.

Les raies les plus intenses du spectre solaire sont les raies H ($\lambda = 3968$ A) et K ($\lambda = 3933$) du spectre d'étincelle du calcium : leurs intensités dans l'échelle de Rowland sont 700 et 1000, et leurs largeurs atteignent plusieurs angströms, comme on peut s'en rendre compte sur la figure 1 de la Planche III; ces raies jouent un rôle essentiel dans l'étude de l'atmosphère solaire, et nous y reviendrons longuement par la suite (chapitre VII). Le calcium ionisé (Ca^+) produit encore dans le spectre solaire les raies infra-rouges de longueurs d'onde 8498, 8542 et 8662 A, d'intensités 12, 16 et 15 dans l'échelle de Rowland ; le calcium neutre (Ca) y est également représenté, en particulier par la raie 4227 d'intensité 20.

Les raies les plus intenses après celle du calcium

ionisé sont celles de l'hydrogène ; ce sont dans le spectre visible :

la raie H_α ou raie C de Fraunhofer,		$\lambda = 6563$ A.	intensité 40
H_β	F	4861	30
H_γ	G'	4340	20
H_δ		4101	40

Nous reviendrons plus loin sur le rôle important que joue dans l'étude de l'atmosphère solaire la raie $H\alpha$, dont la largeur est d'environ un angström, et que l'on voit sur la figure 2 de la planche III.

Les raies les plus intenses sont ensuite certaines raies du fer, en particulier la raie $\lambda = 3719$ A, d'intensité 40, le triplet *b* du magnésium ($\lambda = 5184$, 5173 et 5167 A, intensités 30, 20 et 15), le doublet D du sodium ($\lambda = 5896$ et 5890 A, intensités 20 et 30), etc.

Certains éléments sont surtout représentés dans le spectre solaire par des bandes correspondant à certains de leurs composés. C'est le cas par exemple pour l'oxygène, l'azote et le carbone, représentés respectivement à l'état atomique par 5, 1 et 9 raies très faibles, mais dont l'existence est certaine par suite de l'existence des bandes de CN, C^2, OH, CH, NH, et de l'existence des bandes de l'oxyde de titane dans le spectre des taches. D'autres éléments, tels que le lithium, le rubidium, l'indium, qui ne fournissent aucune raie dans le spectre normal du Soleil, existent pourtant certainement sur cet astre, parce qu'on trouve leurs raies caractéristiques dans le spectre des taches (page 154). Enfin l'hélium est représenté dans le spectre de la chromosphère (page 113) par la raie jaune brillante D_3 ($\lambda = 5876$ A), qui a été découverte par Janssen en 1868, et par une trentaine d'autres raies d'émission ; aucune de ces raies n'existe comme raie d'absorption dans le spectre normal du soleil, quoique la raie D_3 apparaisse quelquefois comme raie sombre dans le spectre des parties voisines des taches.

On a ainsi, soit par l'étude du spectre normal, soit par l'étude des spectres des taches et de la chromosphère, reconnu la présence sur le Soleil de 57 éléments chimiques différents.

Eléments absents dans le spectre solaire. — Le nombre total des éléments chimiques connus sur notre globe est de 90, dont 11 sont trop mal connus au point de vue spectroscopique pour qu'on puisse les rechercher dans le spectre solaire. Il reste donc au total 22 éléments dont il semble qu'on puisse affirmer l'absence du spectre solaire. Ces éléments se répartissent nettement en deux groupes : d'une part des éléments lourds, comme l'or, le mercure, l'osmium, l'iridium ; d'autre part des métalloïdes, comme le chlore, le brome, l'iode, le phosphore, l'arsenic.

Nous reviendrons un peu plus loin sur les raisons de l'absence des raies attribuables aux éléments du premier groupe ; en ce qui concerne ceux du second groupe, on a toujours pensé que les raisons de leur absence étaient d'ordre purement spectroscopique, et étaient les mêmes que celles qui font que d'autres métalloïdes, comme l'oxygène, le carbone, l'azote, ne sont représentés à l'état atomique que par un petit nombre de raies très faibles, ou encore que le spectre d'une flamme de chlorure de sodium donne les raies du sodium et non pas celles du chlore. Les progrès modernes de la Spectroscopie ont permis de préciser ces raisons : un atome dans son état normal n'est capable d'absorber que certaines des raies de son spectre d'arc, et, si cette série particulière de raies se trouve dans l'ultra-violet au delà de 2900 A, elle est inobservable dans le spectre solaire.

Une raie n'appartenant pas à cette série ne peut être absorbée que si l'atome a été amené, par des déplacements de ses électrons, dans un état différent de son

état normal : cette excitation de l'atome exige qu'on lui fournisse un certain travail, et l'on mesure ce travail par un nombre, qui est le *potentiel d'excitation* de l'état atomique considéré. L'étude des quelque 6000 raies du spectre solaire dont on connaît la classification dans le spectre de l'élément qui les fournit a montré qu'il n'y a que 47 de ces raies qui correspondent à des potentiels d'excitation supérieurs à 5 volts, et que toutes ces raies, sauf celles de l'hydrogène, sont très faibles : on peut donc dire que les raies à potentiel d'excitation supérieur à 5 volts ont très peu de chances de pouvoir être produites par l'absorption de l'atmosphère solaire. Or l'étude du spectre des métalloïdes absents en apparence du Soleil montre qu'il ne contient, dans les limites de longueurs d'onde de la Révision des Tables de Rowland, que des raies de potentiel d'excitation supérieur à 5 volts : il n'y a donc pas lieu de s'étonner de ne pas trouver ces raies dans le spectre solaire, et cette absence ne permet en rien de supposer que les éléments correspondants n'existent pas dans l'atmosphère solaire.

Composition quantitative de l'atmosphère solaire. — Il aurait été difficile, il y a seulement dix ans, de donner sur la composition de l'atmosphère solaire d'autres indications que les indications purement qualitatives qui résultent de la présence ou de l'absence des raies d'un élément. Les progrès de la Spectroscopie permettent aujourd'hui d'aborder le problème de sa composition quantitative, et d'entrevoir les méthodes qui permettront sans doute un jour sa résolution complète.

En se basant sur la théorie de l'équilibre radiatif de l'atmosphère solaire (page 138), il semble possible de déduire de la largeur d'une raie et de la courbe de répartition des intensités à son intérieur le nombre

total d'atomes absorbants N qui la produisent au-dessus de chaque centimètre carré de la surface solaire. Ce calcul n'est malheureusement pas très sûr, à cause des nombreuses hypothèses, pas toujours très cohérentes, qu'il implique ; il ne peut d'ailleurs s'appliquer aujourd'hui qu'à un très petit nombre d'éléments, car il y a très peu de raies dont la largeur soit assez grande par rapport au pouvoir de résolution des instruments actuels pour qu'on puisse déterminer avec certitude la courbe de répartition des intensités qui leur correspond. Nous signalerons simplement qu'il conduit à attribuer à la pression dans la couche renversante une valeur de l'ordre de 10^{-4} atmosphère (cf. page 136).

Il semble que l'on ait obtenu des résultats plus sûrs dans l'évaluation des rapports N/N′ des nombres d'atomes qui produisent deux raies déterminées : cette évaluation repose sur le calibrage de l'échelle de Rowland dans les différentes régions du spectre, calibrage qui a été effectué par les astronomes du Mont-Wilson au moyen de l'étude de 228 multiplets, c'est-à-dire de groupes de raies d'un même élément pour lesquelles les rapports N/N′ sont donnés par les théories spectroscopiques modernes. Ce calibrage permet de déduire la valeur du rapport N/N′ relatif à deux raies de la comparaison des nombres qui expriment leur intensité dans l'échelle de Rowland ; désignant par N_0 le nombre relatif à une certaine raie étalon, on peut par suite évaluer le coefficient n du nombre $n\ N_0$ d'atomes qui produisent une raie quelconque ; en considérant toutes les raies qui correspondent à un même état B d'excitation de l'atome absorbant, et en formant pour ces raies la somme $m = \Sigma\ n$, on obtient le nombre total $m\ N_0$ d'atomes qui se trouvent dans cet état d'excitation dans l'atmosphère solaire.

Mais ce nombre n'est qu'une fraction du nombre

total d'atomes a N_0 de l'élément étudié : en dehors de toute cause d'excitation, ces atomes seraient tous dans l'état A ; s'il y en a m N_0 dans l'état B, c'est qu'ils y ont été amenés par l'excitation thermique qui résulte des chocs incessants des atomes, et qui dépend essentiellement de la température T_0 à laquelle ils se trouvent ; la proportion d'atomes ainsi amenés de l'état A à l'état B est évidemment d'autant plus grande que le potentiel d'excitation E de cet état est plus faible. En développant le calcul, Russell est arrivé ainsi à obtenir les *abondances relatives a* des différents atomes, à partir des nombres m déduits du calibrage de l'échelle de Rowland, par la formule :

$$\log a = \log m - \log W + 0{,}85\ E ;$$

dans cette formule, W est un nombre entier caractéristique de l'état B, qui est donné par les théories des spectres et qui peut être au plus d'une dizaine d'unités, et le coefficient 0,85 a été calculé en admettant pour température de la couche renversante $T_0 = 4980^0$ (cf page 57). Des nombres d'atomes a, il est facile de déduire, par multiplication par la masse atomique, les masses relatives q des différents éléments contenus dans l'atmosphère solaire : nous reproduisons, dans les premières colonnes du Tableau suivant, le début et la fin du tableau des valeurs de log q donné par Russell pour tous les éléments du spectre solaire classés dans l'ordre de leur abondance :

Élément	Soleil	Étoiles	Croûte terrestre	Météorites
Hydrogène	11,5	12,9	8,3	6,9
Oxygène	10,2	9,2	9,7	9,6
Magnésium	9,2	8,9	8,6	9,1
Fer	9,0	8,5	9,0	9,4
Silicium	8,8	9,0	9,7	9,3
Sodium	8,6	8,5	8,7	7,8
Calcium	8,3	8,3	8,8	8,1
. . . . .				
Rhodium	2,5			
Tungstène	2,5			

Les nombres de Russell ne sont encore que provisoires, mais ils doivent pourtant être assez approchés, d'une part parce que le mode de calibrage employé doit donner assez correctement les valeurs des nombres *m*, qui ne sont que des rapports, d'autre part parce que le potentiel d'excitation E est très bien connu par les mesures spectroscopiques ; or le terme 0,85 E, qui est le seul à ne pas être un terme logarithmique, est généralement celui dont l'importance est prépondérante : c'est par exemple parce que les raies très faibles de l'oxygène correspondent à une valeur élevée du potentiel d'excitation que le calcul place cet élément au second rang du tableau. On peut aussi considérer que les nombres de Russell sont confirmés par leur accord avec les nombres trouvés par miss Payne, également par une méthode spectroscopique, pour les atmosphères stellaires, et surtout avec les nombres trouvés par l'analyse chimique pour la composition moyenne de la croûte terrestre (y compris l'atmosphère et les océans) et la composition moyenne des météorites. On jugera de cet accord par les dernières colonnes du tableau précédent, où l'on a inscrit les valeurs des log *q* trouvées dans ces divers cas ; on pourra remarquer que la faiblesse de la teneur en magnésium de la croûte terrestre s'explique par le fait que les roches magnésiennes que contient la Terre forment probablement un magma situé au-dessous des roches granitiques des couches accessibles à l'analyse chimique.

L'étude du spectre solaire vient donc justifier l'hypothèse depuis longtemps admise de l'identité de composition de tous les corps célestes, et renforcer les raisons données au paragraphe précédent d'attribuer à des causes d'ordre purement spectroscopique l'absence de certains éléments du spectre solaire. Russell a d'ailleurs

calculé quelle proportion de ces éléments devrait contenir le Soleil pour qu'ils puissent y être décelés, en calculant la valeur qu'aurait la quantité log q si les raies les plus favorables du spectre terrestre avaient dans le spectre solaire l'intensité la plus faible de l'échelle de Rowland : il a ainsi obtenu pour presque tous des proportions supérieures à celles que l'on peut raisonnablement supposer contenues dans le Soleil. C'est ainsi que pour le chlore on trouve log $q = 8{,}8$, alors qu'on a pour la croûte terrestre log $q = 7{,}7$, c'est-à-dire une valeur de q 13 fois plus faible, que pour le mercure on trouve log $q = 5{,}5$, alors que les éléments voisins donnent des valeurs de log q de l'ordre de 3,5, c'est-à-dire des valeurs de q 100 fois plus petites.

Il n'y a de difficulté que pour l'osmium et le bismuth, pour lesquels Russell trouve des log q égaux à 1,7 et 1,9, alors que les éléments voisins donnent des valeurs comprises entre 2,5 et 3,5 : mais l'écart n'est pas tel qu'on puisse, étant donné le caractère provisoire des calculs, conclure à une anomalie de la teneur en ces éléments dans l'atmosphère solaire.

Les calculs de Russell indiquent que *l'élément le plus abondant dans le Soleil est l'hydrogène :* ses raies sont très intenses, et correspondent à un potentiel d'excitation élevé, de sorte que la valeur de log q qui lui correspond est supérieure de 1,3 à celle qui correspond à l'élément suivant : le calcul indique donc qu'il doit y avoir 20 fois plus d'hydrogène que d'oxygène.

En réalité, le calibrage relatif aux raies de l'hydrogène est assez incertain ; en tenant compte de cette difficulté et en tenant compte aussi de l'existence de l'hélium, qui ne produit pas de raies dans le spectre de Fraunhofer, Russell donne finalement le tableau

suivant pour résumer la composition en volumes et en masses de l'atmosphère solaire :

	Hydrogène	Hélium	Oxygène	Métaux	Electrons libres	Total
Volumes	60	2	2	1	0,8	65,8
Masses	60	8	32	32	0	132

Conclusion. — Les résultats ainsi obtenus ne doivent pas faire oublier qu'il reste encore énormément à faire dans l'étude du spectre solaire. Sans parler de l'identification qui reste encore à faire pour quelque 10.000 raies, sans parler des théories de la production des raies dans une atmosphère profonde qui ne sont encore que schématiques, on peut dire que l'étude photométrique des 22.000 raies de Fraunhofer reste entièrement à faire. Les intensités de Rowland ne sont que des nombres empiriques, exprimant à la fois la largeur de la raie et la valeur maximum de l'absorption au centre de la raie : il sera certainement possible d'obtenir de nouveaux renseignements sur la composition et l'équilibre de l'atmosphère solaire lorsqu'on saura séparer ces deux facteurs et déterminer la courbe complète de la variation de l'absorption à l'intérieur de la raie. Mais ces progrès ne seront rendus possibles que lorsque de nouveaux perfectionnements auront accru le pouvoir de résolution des spectrographes et permis l'analyse plus fidèle des raies avec les microphotomètres enregistreurs dont nous disposons actuellement.

CHAPITRE V

SPECTRE DE LA CHROMOSPHÈRE

Observation du spectre de la chromosphère

La couronne, la chromosphère et les protubérances. — Les gaz de l'atmosphère solaire sont encore à une température suffisante pour émettre de la lumière ; mais leur émission, peu intense à cause de leur faible densité, est complètement masquée par la lumière photosphérique diffusée par l'atmosphère terrestre. Son observation directe n'est possible que pendant les éclipses totales du Soleil (1), lorsque l'interposition de la Lune empêche la lumière de la photosphère de parvenir à la Terre, sans toutefois nous cacher l'atmosphère solaire, puisque le diamètre apparent de la Lune est à peine supérieur à celui du Soleil.

Le Soleil éclipsé paraît entouré d'une immense luminosité blanche, la *couronne*, qui s'étend à une distance du Soleil égale à plusieurs fois son diamètre (planches XV et XVI). Nous reviendrons plus tard

(1) Les protubérances ont pourtant été récemment aperçues (août 1930) par Lyot, à l'observatoire du Pic du Midi : la diffusion était suffisamment réduite, par suite de la transparence exceptionnelle de l'atmosphère, pour qu'on pût les observer en cachant simplement par un écran l'image du disque solaire.

sur l'étude de la couronne, et nous nous bornerons ici à l'étude de l'atmosphère solaire proprement dite, ou *chromosphère,* que l'on voit tout autour de la Lune comme un anneau rosé, beaucoup plus lumineux que la couronne, d'une épaisseur apparente de 10 à 15 secondes, correspondant à une hauteur de 7.000 à 10.000 kilomètres. Au-dessus de cet anneau s'élèvent par endroits (planche V) de grandes flammes roses, qu'on appelle les *protubérances,* que nous étudierons en détail au chapitre VII. Signalons seulement ici que leur hauteur apparente peut atteindre 10 à 20 minutes, correspondant à une élévation au-dessus de la photosphère de 400.000 à 900.000 kilomètres.

Le spectre de la chromosphère. — Les protubérances furent déjà observées au cours du XVIII^e^ siècle, mais sans qu'on pût décider alors s'il fallait les attribuer au Soleil, à la Lune, ou à des illusions d'optique. Elles furent photographiées pour la première fois par Secchi et par Warren de la Rue à l'éclipse de 1860, et les deux séries de photographies prises par ces astronomes en deux stations différentes permirent de reconnaître leur nature réelle.

Le spectre des protubérances est un spectre de raies brillantes ; il a été observé pour la première fois par Janssen à l'éclipse de 1868, en plaçant la fente du spectroscope tangentiellement au bord de l'image solaire : il observa ainsi quelques raies de l'hydrogène et la raie jaune D_3 de l'hélium. Ces raies lui parurent tellement brillantes qu'il pensa qu'il était possible de les observer même sans éclipse, et c'est ce qu'il vérifia effectivement les jours suivants : si, ayant formé une image solaire, on place la fente du spectroscope tangentiellement à cette image, de façon qu'elle ne reçoive que l'image de la chromosphère, on aperçoit un spectre de raies brillantes. Le spec-

troscope reçoit bien de la lumière photosphérique diffusée par l'atmosphère terrestre, mais cette lumière est étalée en un spectre continu sur une grande surface du plan focal de l'objectif d'observation ; la lumière chromosphérique reste au contraire concentrée en quelques raies brillantes, qui sont d'autant plus visibles que le spectre continu de la lumière diffusée est plus étalé par un appareil à plus grande dispersion. L'étude de ce spectre, poursuivie systématiquement par observation visuelle par Young, puis par observation photographique par Hale et par Deslandres (1891-1892), a permis d'y identifier un assez grand nombre de raies appartenant à l'hydrogène, à l'hélium et au calcium.

Les raies de l'hydrogène sont les quatre raies $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$ du spectre visible qui existent, comme raies d'absorption, dans le spectre de Fraunhofer et les raies ultra-violettes qui forment avec elles la *série de Balmer*, c'est-à-dire dont on obtient les longueurs d'onde λ en remplaçant n par les nombres entiers successifs dans la formule $\frac{1}{\lambda} = 109.677 \left(\frac{1}{4} - \frac{1}{n^2}\right)$.

Deslandres a photographié ces raies jusqu'à $n = 21$, et Evershed les a observées dans une protubérance jusqu'à $n = 37$.

La raie D_3 de l'hélium ($\lambda = 5876^A,0$) est la raie la plus brillante du spectre de la chromosphère. Lors de sa première observation par Janssen en 1868, elle ne put être rapportée à aucun élément connu, et fut attribuée à un élément alors hypothétique, qu'on appela l'hélium parce qu'il semblait n'exister que sur le Soleil. Ce n'est qu'en 1895 qu'on trouva dans les gaz extraits d'un minéral, la clévéïte, un élément présentant au laboratoire cette même raie ; l'identification de cet élément avec l'hélium solaire fut

certaine lorsque Deslandres eut retrouvé dans le spectre de la chromosphère les raies 7066 et 4472 A du spectre du gaz extrait de la clévéïte, et lorsque, Runge ayant annoncé que la raie 5876 de ce gaz était en réalité un doublet, Hale reconnut que la raie chromosphérique était aussi un doublet de même écart (0^A, 336). On connaît actuellement dans le spectre des protubérances une trentaine de raies de l'hélium, appartenant toutes au spectre d'arc de cet élément, à l'exception de la raie 4686 qui appartient au spectre d'étincelle, et est d'ailleurs assez faible.

Enfin, le spectre des protubérances contient les deux raies H et K ($\lambda = 3968$ et 3934 A) du calcium ionisé (Ca^+). Ces deux raies, très intenses, sont beaucoup plus étroites que les raies noires correspondantes du spectre solaire ; nous y reviendrons à la page 182.

Le spectre de la couche renversante. — Le spectre que nous venons de décrire, et qui ne comprend que des raies de l'hydrogène, de l'hélium et du calcium ionisé, est le spectre des protubérances et de la haute chromosphère, tel qu'on l'observe toujours lorsque la fente du spectrographe, tangente au bord du Soleil, se trouve encore à quelques secondes d'arc en dehors de ce bord. Mais toutes les raies noires du spectre de Fraunhofer doivent être produites par l'absorption par des vapeurs atmosphériques ; si l'on pouvait isoler la lumière émise par ces vapeurs, on obtiendrait un spectre de raies brillantes qui serait le spectre de Fraunhofer renversé : si on ne l'obtient pas, c'est qu'elles sont localisées, à la base de la chromosphère, dans une couche, dite la *couche renversante*, dont l'épaisseur apparente n'excède pas une seconde d'arc. Il arrive d'ailleurs quelquefois que des perturbations locales les entraînent à des niveaux plus élevés, et c'est ainsi que Young a observé parfois dans des protubérances

plusieurs centaines de raies métalliques brillantes.

Pour les obtenir de façon normale, il faut placer la fente très près du bord de l'image solaire ; il faut alors, pour éliminer la lumière diffusée, employer un spectrographe très dispersif répartissant son spectre continu sur une très grande surface, et profiter d'instants où les images sont exceptionnellement bonnes. L'observation a été réussie par Hale et Adams en 1909, à la tour de 20 mètres du Mont Wilson, avec un spectrographe donnant une dispersion linéaire de $0^{A},9$ par millimètre ; ils ont photographié le spectre d'émission de la couche renversante de 4800 à 5881 angströms, et y ont mesuré les longueurs d'onde de 894 raies brillantes : *ces longueurs d'onde sont bien les mêmes que celles des raies de Fraunhofer*. Il faut d'ailleurs noter que, si l'on excepte les raies de l'hydrogène, du magnésium, du sodium, et quelques raies d'étincelle de divers éléments, les spectres de Hale et Adams présentent très peu de raies brillantes réellement intenses.

La plupart des raies de ces spectres présentent ce qu'on appelle *un double renversement*, phénomène qui avait d'ailleurs été déjà observé visuellement par Young : la raie se présente sous forme d'une raie brillante séparée en deux par une raie centrale noire (cf page 142). L'explication qu'on en donne est celle qu'on donne du renversement spontané des raies d'émission dans les flammes très chaudes ou dans l'arc électrique : les vapeurs situées au contact même de la photosphère, très chaudes et relativement denses, donnent une raie brillante qui n'est pas très étroite ; la lumière qu'elles émettent doit traverser les couches plus hautes, qui sont plus froides et moins denses, et dont les raies sont plus étroites : ces vapeurs froides absorbent la partie centrale de la raie des vapeurs basses, et lui substituent leur propre émission,

beaucoup moins intense, de sorte que le centre de la raie paraît noir par contraste.

Le spectre-éclair. — Le spectre de la couche renversante avait déjà été observé par Young en 1870, en profitant d'une éclipse totale de Soleil qui supprimait toute la lumière diffusée par l'atmosphère terrestre, avec un spectroscope dont la fente était exactement tangente au bord du Soleil à l'endroit où devait se faire le second contact. Tant que l'éclipse n'est pas totale, on n'observe ainsi que le spectre de Fraunhofer donné par la diffusion atmosphérique ; le spectre continu s'obscurcit et les raies sombres pâlissent à mesure que la Lune s'avance sur le disque solaire ; quelques-unes mêmes deviennent légèrement brillantes une ou deux minutes avant la totalité. Au moment précis où le Soleil est complètement caché et où le spectre continu disparaît, des raies brillantes apparaissent, par centaines et par milliers, dans tout le spectre ; puis la Lune, continuant son mouvement, cache à son tour la couche renversante qui les émet, et elles s'éteignent après 2 ou 3 secondes : la brièveté du phénomène l'a fait désigner sous le nom de *spectre-éclair*, et sa durée permet d'évaluer la hauteur de la couche renversante à environ 700 kilomètres, soit une seconde d'arc.

Depuis 1810, le spectre-éclair a été observé, visuellement ou photographiquement, à peu près à chaque éclipse totale ; les premières photographies ont été prises par Shackleton en 1893 et 1896, et l'on peut citer parmi les meilleures celles qu'a obtenues Mitchell en 1905 (planche IV, fig. 1). Ces photographies ont été obtenues avec un spectrographe sans fente, les rayons étant envoyés directement par le cœlostat M sur un réseau concave R (fig. 19) : la source étant à l'infini, l'astigmatisme du réseau est très faible, et il donne,

sur une surface cylindrique S, une série d'images séparées de la couche renversante correspondant aux diverses radiations monochromatiques qu'elle émet : il suffit, en utilisant un support courbe convenable, de disposer un film P suivant la surface S pour photographier le spectre. Mitchell a employé en 1905 un

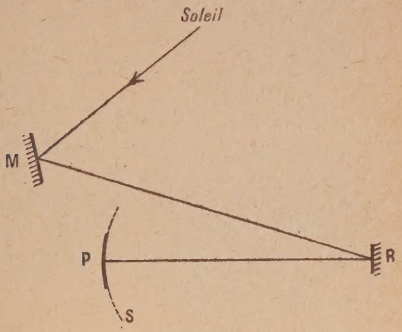


FIG. 19

réseau à 500 traits par millimètre, donnant une dispersion d'environ 10 angströms par millimètre. Il a ainsi photographié le spectre-éclair de 3300 à 6200 angströms, et il a pu mesurer sur les films les longueurs d'onde de 2841 raies ; sur ce grand nombre de raies, il n'y en a que 126 qui n'aient pas pu être identifiées avec les tables de Rowland, ce qui montre que l'interprétation du spectre-éclair comme un renversement du spectre de Fraunhofer est bien correcte.

Comparaison du spectre de la couche renversante et du spectre de Fraunhofer. — Les observations du spectre de la couche renversante faites par Mitchell à l'éclipse de 1905 et celles qu'ont faites Hale et Adams à

la tour solaire de 20 mètres ont conduit à la même conclusion : *les longueurs d'onde des raies d'émission chromosphériques sont bien les mêmes, à quelques millièmes d'angström près, que celles des raies noires de Fraunhofer, mais leurs intensités sont différentes.* Les différences les plus frappantes sont données par l'hélium, dont les raies, invisibles dans le spectre de Fraunhofer, sont très intenses dans le spectre-éclair, et par l'hydrogène, pour lequel les clichés de Mitchell contiennent 34 raies de la série de Balmer, alors que le spectre de Fraunhofer ne contient que les 4 premières. Cette apparition de raies d'émission invisibles dans le spectre d'absorption peut être interprétée en remarquant qu'on étudie le spectre de Fraunhofer avec des rayons qui ont traversé normalement l'atmosphère solaire, tandis que le spectre d'émission de la couche renversante est fourni par des rayons qui l'ont traversée tangentiellement, suivant un trajet incomparablement plus long.

Pour la plupart des éléments, on observe que *les raies d'étincelle sont proportionnellement plus intenses dans le spectre d'émission que dans le spectre de Fraunhofer.* C'est par exemple ce que montre le Tableau suivant, dressé par Mitchell pour les raies du titane, en partageant ces raies entre 4 groupes suivant leur intensité I des tables de Rowland, et en prenant séparément dans chaque groupe pour les raies d'arc et les raies d'étincelle la valeur moyenne I_m des intensités de Rowland et la valeur moyenne I'_m des intensités dans le spectre-éclair de 1905 :

		$I \leq 2$	$3 \leq I \leq 5$	$6 \leq I \leq 10$	$I > 10$
raies d'étincelle	I_m	1,30	4,87	8,17	17,3
	I'_m	2,78	7,94	28,0	38,3
raies d'arc	I_m	1,03	3,75	7,15	21,0
	I'_m	1,02	2,31	5,8	21,0

Bien que les nombres eux-mêmes aient une signification assez arbitraire, ce tableau n'en met pas moins

nettement en évidence le renforcement relatif des raies d'étincelle et l'affaiblissement relatif des raies d'arc dans le spectre-éclair. Cette différence vient certainement de ce que les deux spectres ne sont pas produits exactement par la même région de l'atmosphère solaire. Le spectre d'absorption est produit surtout par les couches basses les plus denses ; ces couches basses interviennent peu au contraire dans la photographie du spectre-éclair, parce qu'elles sont cachées par la Lune dès les premiers instants de la pose ; de même, dans le spectre d'émission photographié sans éclipse, la fente ne peut recouvrir que les parties hautes de la couche renversante, car elle doit rester assez loin du disque pour n'être pas atteinte par le bouillonnement de l'image solaire.

Les modifications observées correspondent donc à une augmentation de la proportion des atomes ionisés, source du spectre d'étincelle, lorsqu'on s'élève dans l'atmosphère solaire. L'ionisation est la séparation de l'atome en deux parties : on peut la comparer (page 133) à une dissociation chimique, dans laquelle une molécule gazeuse se sépare en deux autres molécules également gazeuses. On sait qu'une telle dissociation est favorisée par l'abaissement de la pression : on rend ainsi immédiatement compte de l'augmentation du nombre d'atomes ionisés et du renforcement du spectre d'étincelle lorsqu'on passe des couches basses de l'atmosphère solaire aux couches élevées où la pression est nécessairement plus faible.

Niveau de production des raies

Les croissants du spectre-éclair. — Nous avons déjà dit tout à l'heure que la hauteur de la couche renver-

sante était de l'ordre de 700 kilomètres ; mais il faut bien se rendre compte qu'il n'y a aucune discontinuité entre la couche renversante et la chromosphère. Le Soleil est entouré d'une atmosphère dont la couche basse est assez dense pour produire toute les raies du spectre solaire ; à mesure que l'on s'élève et que la densité diminue, ces raies cessent, les unes après les autres, de correspondre à une absorption perceptible, et la partie la plus haute de l'atmosphère solaire ne produit plus que les raies proprement chromosphériques de l'hydrogène, de l'hélium et du calcium ionisé.

Les hauteurs à déterminer sont donc celles des couches qui produisent les différentes raies. La première mesure en a été fournie par les photographies du spectre-éclair prises avec un spectrographe sans fente. Nous avons déjà dit que ces photographies fournissent une image monochromatique de la partie de l'atmosphère solaire qui émet chaque raie ; cette image (planche IV, fig. 1) a la forme d'un croissant, limité à l'intérieur par le bord de la Lune et à l'extérieur par le contour de la surface de niveau S de l'atmosphère solaire qu'il s'agit précisément de déterminer. Il est évident sur le schéma de la figure 20 que le croissant AB donné par une raie de basse altitude est plus court que le croissant A'B' donné par une raie de niveau élevé, et l'on conçoit que l'altitude de la surface de niveau S peut être déduite de la mesure de la longueur AB. Les résultats ne peuvent d'ailleurs pas être très précis, quand ce ne serait qu'à cause des

FIG 20

irrégularités du bord lunaire (montagnes et plateaux), qui produisent par exemple la dissymétrie des croissants très visible sur la Planche IV, ou des protubérances solaires, que l'on voit sur cette même Planche aux extrémités des croissants donnés par les raies H et K.

Les mesures de Mitchell sur les clichés de 1905 ont donné des niveaux de production de l'ordre de 500 km pour les raies des éléments lourds ; ces niveaux peuvent atteindre 2.000 et 6.000 kilomètres pour certaines raies du fer et du titane ; l'hélium s'élève jusqu'à 8.000 kilomètres, la raie Hα de l'hydrogène jusqu'à 10.000 ; enfin les raies les plus hautes sont les raies H et K du calcium ionisé, qui se produisent jusqu'à 14.000 km.

Le niveau de production n'est pas le même pour les différentes raies d'un même élément : c'est ainsi que la raie $\lambda = 4227$ A du calcium neutre ne s'élève qu'à 5.000 kilomètres. De façon générale, *les raies d'étincelle correspondent à des niveaux plus élevés que les raies d'arc*, ce qui est en accord avec ce que nous avons dit tout à l'heure de l'augmentation de l'ionisation à mesure qu'on s'élève dans l'atmosphère solaire. D'autre part, *le niveau est en général d'autant plus élevé que la raie noire de Fraunhofer correspondante est plus intense :* la production d'une raie de Fraunhofer est due à l'absorption d'une portion étroite du spectre de la photosphère, et à son remplacement par la lumière émise par la vapeur absorbante ; on conçoit que, si la vapeur est près de la photosphère et se trouve à peu près à la même température, la lumière qu'elle émet est presque aussi intense que celle qu'émet la photosphère, et que la raie doit paraître peu intense par suite du manque de contraste.

Nous donnerons, comme exemple des différences de hauteur entre les raies d'un même élément, le tableau

suivant dressé par Mitchell pour les raies du titane, en les répartissant en 4 groupes suivant la valeur de l'intensité donnée par Rowland, et en calculant la hauteur moyenne des raies de chaque groupe :

Intensités	1 à 2	3 à 5	6 à 10	> 10
Raies d'étincelle	484	639	4350	6333 km
Raies d'arc	366	362	550	2140 km

Les progrès accomplis par la Spectroscopie depuis les mesures de Mitchell doivent sans doute entraîner une révision de ces nombres : d'après St John (1929), les raies d'un multiplet, de la plus faible à la plus forte, se produisent toutes au même niveau, et une raie a un niveau de production élevé toutes les fois qu'elle appartient à un multiplet dont une des raies est très intense.

Les nombres que nous avons donnés jusqu'ici sont les nombres de Mitchell ; signalons que, d'après les mesures faites par la même méthode par Paddock à l'éclipse de 1927, la hauteur de l'ion Ca^+ (raies H et K) serait seulement 9400 km ; d'après des mesures faites par Merfield en 1926 en enregistrant la durée du spectre-éclair, c'est-à-dire le temps que met la Lune à passer devant la chromosphère, cette même hauteur ne serait que 8000 km.

Hauteur de la chromosphère en dehors des éclipses. — Nous étudierons plus tard la forme d'une raie large, telle que la raie K, sur le disque solaire ; signalons dès maintenant que, lorsque l'on place la fente d'un spectrographe suivant un diamètre solaire, cette raie semble dépasser la limite du spectre continu qui correspond à l'image du bord solaire sur la fente ; le prolongement présente l'aspect d'un fer de lance (Planche IV, fig. 3 ; cf *fig. 22*, page 142), dont la pointe paraît lumineuse par contraste avec le fond noir qui l'entoure. La mesure de la hauteur du fer de lance

fournit la valeur de la hauteur de la chromosphère correspondant à cette raie : des séries de mesures faites par Abetti à Arcetri depuis 1923 sur la raie K ont donné des hauteurs apparentes de la couche de calcium ionisé allant de 9″,4 à 10″, soit des hauteurs vraies de l'ordre de 7.000 kilomètres. Ces mesures semblent d'ailleurs indiquer des différences de l'ordre de quelques dixièmes de seconde entre les zones polaires et équatoriales et des variations du même ordre d'une année de l'autre : mais les observations ne portent pas encore sur un temps suffisamment long pour qu'on puisse dire si ces différences sont réelles et si ces variations sont systématiques.

Nous verrons plus tard (chapitre VII) comment le spectrohéliographe permet d'obtenir une image du Soleil fournie uniquement par la lumière monochromatique qui correspond au centre d'une raie de Fraunhofer et à la raie chromosphérique qui la prolonge. Le diamètre d'une telle image est le diamètre de la partie de la chromosphère qui produit la raie étudiée ; si l'on fait le même jour avec le même spectrohéliographe une seconde image monochromatique du Soleil en employant une portion étroite du spectre continu très voisine de la raie étudiée, on obtient le diamètre de la photosphère. La mesure différentielle des diamètres de deux telles images a permis à d'Azambuja de déterminer en 1929 à Meudon le niveau de production d'un certain nombre de raies ; voici quelques-uns de ses résultats, comparés à ceux de Mitchell :

Raies	K_3 (Ca+)	4227 (Ca)	D (Na)	4202 (Fe)	
d'Azambuja	5200	1600	1000	700	km
Mitchell	14000	5000	1000	600	km

On remarquera, d'après les nombres que nous avons donnés, que tous les observateurs trouvent pour les raies de niveaux élevés des nombres très inférieurs à ceux de Mitchell : il est d'ailleurs impossible de dire

si c'est la méthode de Mitchell qui donne des résultats systématiquement trop forts, ou si c'est la chromosphère de 1905 qui était exceptionnellement haute. Quoiqu'il en soit, il n'y a aucune raison de ne pas admettre les résultats de Mitchell pour les raies basses (au-dessous de 1000 km), et ses mesures forment un ensemble cohérent auquel aucun autre ne peut être comparé en importance, au point de vue en particulier du nombre de raies mesurées : aussi conserverons-nous dans la suite de notre étude les valeurs de Mitchell comme une échelle provisoire à laquelle il est commode de rapporter les divers phénomènes.

L'effet Evershed. — L'effet Evershed est un phénomène découvert par Evershed à Kodaïkanal en 1909 en observant le spectre de la pénombre des taches solaires lorsqu'elles se trouvent près du bord du Soleil, c'est-à-dire lorsque l'axe de la tache, normal à la surface solaire, est aussi à peu près normal à la direction d'observation. En donnant alors à la fente du spectrographe les deux positions qu'indique la figure 21, on observe des déplacements des raies de Fraunhofer, indiquant que *les gaz qui les produisent sont animés de mouvements suivant la direction d'observation, horizontaux par rapport au Soleil.* Les raies de l'hydrogène et du calcium ionisé sont déplacées vers le violet en *a*, vers le rouge en *b*, le déplacement des raies H et K lorsqu'on passe d'un spectre à l'autre étant de l'ordre d'un dixième d'angström : les mouvements de ces gaz sont dirigés vers le centre de la tache, et la vitesse des vapeurs de calcium est de 3,8 kilomètres par seconde. Les raies métalliques donnent au contraire en général des déplacements de

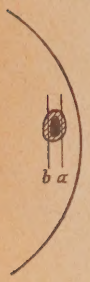


FIG. 21

sens inverses : les vapeurs métalliques s'écartent du centre de la tache, avec une vitesse qui peut atteindre 2 km/sec pour celles qui produisent les raies les plus faibles.

L'effet Evershed permet ainsi de connaître la circulation générale de l'atmosphère solaire au voisinage des taches : les vapeurs de la basse atmosphère s'écartent de la tache, celles de la haute atmosphère y rentrent. Nous reviendrons plus tard (page 163) sur cette circulation générale ; nous insisterons seulement ici sur le fait que *les vitesses avec lesquelles les gaz s'écartent de la tache varient très régulièrement lorsqu'on s'élève dans l'atmosphère solaire,* depuis la valeur positive + 2,0 km/sec qui correspond aux raies basses jusqu'à la valeur négative — 3,8 km/sec qui correspond aux raies H et K. Le classement des raies par leur vitesse dans l'effet Evershed est exactement le même que le classement donné par Mitchell pour le spectre-éclair ; on retrouve par exemple le fait général que, pour un même élément, *les raies d'étincelle se produisent plus haut que les raies d'arc,* et que *le niveau de production est d'autant plus élevé que la raie est plus intense.*

Ce sont ces caractères généraux que met en évidence le tableau suivant, extrait du tableau général dressé par St John et Babcock pour rassembler les résultats parfaitement concordants obtenus par Mitchell pour 2841 raies du spectre-éclair et par St John pour 506 raies du spectre de la pénombre des taches. Les éléments y sont désignés par leur symbole chimique, suivi du signe + lorsqu'il s'agit des atomes ionisés qui produisent les spectres d'étincelle ; on a mis entre parenthèses les désignations usuelles des raies, ou, pour l'aluminium et le fer, leurs intensités dans l'échelle de Rowland. La colonne de gauche donne les hauteurs d'après Mitchell, la

14000 km	Ca + (H et K)	— 3,8	km/sec
10000 –	Hα	— 3,0	—
8500 –	Hβ	— 2,3	—
7500 –	He	— 1,8	—
7000 –	Hη, Mg (b^1, b^2)	— 1,4	—
6000 –	Ti +, Sc +, Sr +	— 1,0	—
5000 –	Ca (4227)	— 0,1	—
1800 –	Al (15-20)	0,0	—
1200 –	Fe (15-40)	+ 0,1	—
1000 –	Fe (8)	+ 0,2	—
600 –	Fe (8), Ti, Sc, V	+ 0,6	—
400 –	Fe (4), Cr, Sr, Y	+ 1,2	—
300 –	Fe (1), Ba, L	+ 1,7	—
275 –	Fe (00), C	+ 2,0	—

colonne de droite les vitesses d'après St John, comptées positivement lorsque les gaz s'écartent du centre de la tache.

Comparaison des longueurs d'ondes solaires et des longueurs d'onde terrestres

Généralités. — La longueur d'onde obtenue pour une raie du spectre solaire est modifiée par la rotation du Soleil et par le mouvement de la Terre ; mais une fois que l'on a fait les corrections nécessaires pour tenir compte des effets Doppler-Fizeau correspondants, on trouve encore des longueurs d'onde différentes d'un point à l'autre du disque solaire. Les variations peuvent être dues aux mouvements de l'atmosphère solaire, en particulier au voisinage des taches et des facules : le spectro-enregistreur des vitesses (page 187) montre que les déplacements locaux peuvent atteindre plusieurs angströms. En dehors de ces régions agitées, les longueurs d'onde solaires présentent une assez grande régularité, mais elles sont un peu plus grandes au bord du Soleil qu'au centre ; les longueurs d'onde au centre sont bien constantes, avec une précision de l'onde du millième d'angström. Nous avons d'ailleurs déjà dit (page 96)

qu'elles sont toujours plus grandes que les longueurs d'onde des raies terrestres correspondantes : la différence $\lambda_{soleil} - \lambda_{arc}$ varie de 3 à 20 millièmes d'angström, les raies les plus intenses étant les plus déplacées.

Ce *déplacement vers le rouge* des raies solaires est extrêmement important, parce que c'est l'un des rares phénomènes qui permettent une vérification de la théorie de la relativité d'Einstein. Cette théorie prévoit qu'à la surface d'un astre où le potentiel de gravitation est Φ, une raie de longueur d'onde λ doit présenter un accroissement relatif de longueur d'onde $\Delta\lambda/\lambda$ égal à Φ/c^2 : à la surface du Soleil, le potentiel de gravitation Φ est égal à $1{,}9.10^{15}$; la vitesse de la lumière étant $c = 3.10^{10}$ cm/sec, le déplacement prévu par la théorie d'Einstein est le même que celui que produirait, par effet Doppler-Fizeau, un mouvement de vitesse $v = \Phi/c = 0{,}635.10^5$ cm/sec, soit 0,635 km/sec ; il correspond, pour une radiation de longueur d'onde $\lambda = 4000$ angströms, à un déplacement $\Delta\lambda$ égal à 8 millièmes d'angström. C'est bien là l'ordre de grandeur moyen observé : mais le déplacement $\Delta\lambda$ par effet Einstein doit être proportionnel à la longueur d'onde λ, et indépendant de l'intensité des raies : ce ne sont pas là les caractères effectivement observés.

Aussi le déplacement vers le rouge des raies solaires a-t-il fait l'objet de nombreux travaux, destinés à établir s'il apportait ou non une preuve de la théorie de la relativité : nous citerons parmi les plus importants ceux de Fabry et Buisson à Marseille (1910), ceux d'Evershed et Royds à Kodaïkanal (1914), ceux d'Adams (1910) et surtout de St John (1926-1928) au Mont-Wilson. Nous ne donnerons ici que les résultats de St John : les premiers travaux ont surtout établi la réalité du déplacement vers le rouge et de

l'effet de bord, et montré les conditions à réaliser pour obtenir des comparaisons correctes.

Ils ont en particulier montré qu'il était assez difficile d'obtenir dans les sources terrestres des longueurs d'onde définies à 1/1000 d'angström près. L'arc présente souvent ce qu'on appelle *l'effet de pôle*, c'est-à-dire que ses raies ont une longueur d'onde différente au centre et près des pôles ; les variations, qui peuvent atteindre $0^A,015$, sont sans doute dues à l'existence de champs électriques intenses près des pôles. Il est donc nécessaire de faire porter les comparaisons sur des raies qui ne présentent pas cet effet, comme les raies des bandes du cyanogène, ou de les faire dans des conditions telles qu'il soit éliminé ; on a le plus souvent employé les raies du fer, en prenant comme source terrestre un arc dans le vide, ou plus exactement dans l'hydrogène sous une pression de quelques millimètres de mercure : un tel arc ne présente pas d'effet de pôle, et les raies qu'il donne sont directement comparables, sans correction de pression, aux raies solaires, produites par des gaz à pression très réduite (page 105).

Le déplacement vers le rouge et les mouvements de l'atmosphère solaire. — Les mesures faites par St John en 1926-1928 ont porté d'abord sur 586 raies du fer prises dans le spectre du centre du Soleil. Elles ont confirmé que la différence $\lambda_{soleil} - \lambda_{arc}$ est d'autant plus grande que la raie est plus intense ; évaluée par la vitesse qui produirait le même déplacement par effet Doppler-Fizeau, elle correspond à des vitesses qui atteignent 0,9 km/sec pour les raies intenses (d'intensités 10-15 dans l'échelle de Rowland), et qui décroissent régulièrement jusqu'à 0,45 km/sec pour les raies faibles (intensité 3-4), alors que l'effet Einstein correspondrait à une vitesse constante d'environ

0,65 km/sec. Les raies d'intensités différentes correspondent à des niveaux différents de l'atmosphère solaire : St John interprète les différences entre les déplacements observés et l'effet Einstein théorique comme correspondant à un effet Doppler-Fizeau réel, c'est-à-dire, puisqu'il s'agit du centre du Soleil, à des courants dirigés suivant la verticale solaire.

Dans les couches basses, où se produisent les raies faibles, ces mouvements doivent diminuer la longueur d'onde : il s'agit donc de mouvements se rapprochant de la Terre, c'est-à-dire de courants ascendants de l'atmosphère solaire : à un niveau de 350 kilomètres au-dessus de la photosphère, correspondant aux raies du fer d'intensité 3, leur vitesse est de 0,2 km/sec. Ces courants s'annulent à une altitude un peu plus grande (raies d'intensité 6), pour laquelle le déplacement observé est égal à l'effet Einstein théorique ; à l'altitude de 1.200 kilomètres où se produisent les raies du fer d'intensité 15, on a au contraire des courants descendants de vitesse 0,25 km/sec, de sorte que les déplacements vers le rouge observés sont supérieurs de la quantité correspondante à l'effet Einstein théorique.

Les résultats ainsi fournis par les raies du fer ont été confirmés par l'étude faite par St John de raies d'autres éléments, étude qui a porté en particulier sur 6 raies du silicium, 402 du titane, 18 du manganèse. Les mesures de 1928 ont porté aussi sur les raies des bandes du cyanogène comprises entre 3883 et 3729 angströms, qui avaient donné dans les mesures précédentes des résultats assez discordants : la mesure d'un grand nombre — 515 — de ces raies a permis d'éliminer les erreurs accidentelles que peuvent donner les raies individuelles, et a fourni une valeur moyenne de la différence $\lambda_{soleil} - \lambda_{arc}$ égale à $0^A,005$; cette valeur, légèrement inférieure à l'effet Einstein

(0A,008), correspond à un courant ascendant de vitesse 0,2 km/sec, parfaitement normal au niveau — 500 km — où se produisent les raies du cyanogène.

Enfin St John, étendant ses mesures aux raies de haute altitude, a trouvé que les courants descendants augmentent de vitesse à mesure qu'on s'élève jusqu'aux limites de la chromosphère ; voici les vitesses qu'il donne pour différentes raies :

Raies ...	4227 (Ca)	D (Na)	*b* (Mg)	Hα	H_3 et K_3 (Ca^+)
Hauteur .	2100	2300	2500	10000	12000 km
Vitesse ..	0,14	0,10	0,20	0,42	0,68 km/sec

Le déplacement total vers le rouge des raies H_3 et K_3, qui sont les composantes de haute altitude des raies H et K (page 183), est équivalent d'après St John à un effet Doppler-Fizeau de 0,64 + 0,68 = 1,32 km/sec ; on doit considérer ce nombre comme en bon accord avec la vitesse de chute de l'ordre d'un km/sec trouvée par Deslandres à Meudon au spectro-enregistreur des vitesses (page 188).

Ainsi *les importantes séries de mesures réalisées avec les puissants appareils du Mont-Wilson ne semblent laisser aucun doute sur la validité de la théorie d'Einstein et sur l'existence de mouvements verticaux de toute l'atmosphère, mouvements ascendants dans la partie basse de la couche renversante, mouvements descendants dans la chromosphère proprement dite.* Les premiers sont dus sans doute à l'échauffement des vapeurs, relativement denses, au voisinage de la photosphère ; les seconds se rattachent aux conditions générales d'équilibre de la chromosphère dont nous parlerons à la fin de ce chapitre.

L'effet de bord. — Ce phénomène, découvert en 1907 par Halm à Edimbourg sur les raies du fer de la couche basse, consiste en ce que *les longueurs d'onde solaires, après correction de l'effet Doppler-Fizeau*

relatif à la rotation du Soleil, sont plus grandes au bord qu'au centre du disque ; les différences observées jusqu'ici vont de 4 à 10 millièmes d'angström ; elles ne semblent pas assez régulières pour qu'on puisse en déduire des lois générales. Il est à noter que 99% des raies cataloguées par Rowland ont une intensité inférieure à 6, et se produisent dans la région de la couche renversante soumise à un courant ascendant ; pour les points du bord solaire, ce courant est normal à la direction d'observation et ne modifie pas la longueur d'onde, tandis qu'il la diminue au centre ; les courants ascendants de St John expliquent donc, au moins partiellement, l'effet de bord.

Les mesures récentes de St John ont été étendues aux spectres des bords solaires pour 133 raies du fer : pour les 41 raies correspondant aux niveaux les plus bas, dont l'intensité moyenne est 1, la valeur moyenne de la différence $\lambda_{bord} - \lambda_{arc}$ est exactement égale à l'effet Einstein, de sorte que l'effet de bord se réduit pour ces raies à la suppression de l'effet Doppler-Fizeau des courants ascendants. Pour la moyenne générale des 133 raies, la différence $\lambda_{bord} - \lambda_{arc}$ dépasse l'effet Einstein de $0^A,0015$: c'est ce très petit résidu, s'il est réel, qui constitue le véritable effet de bord. Il faut d'ailleurs signaler que d'autres observateurs ont donné récemment des résultats qui paraissent difficiles à concilier avec ceux de St John : c'est ainsi qu'Evershed a trouvé pour les raies H et K des protubérances et de la chromosphère une différence $\lambda_{bord} - \lambda_{arc}$ de $0^A,015$, surpassant de $0^A,007$ l'effet Einstein.

Il est donc impossible à l'heure actuelle de préciser la grandeur de l'effet de bord, et *a fortiori* de discuter ses causes. Signalons pourtant qu'il peut être lié au léger élargissement qu'on observe pour toutes les raies de Fraunhofer lorsqu'on passe du spectre du

centre à celui du bord ; cet élargissement doit être produit par l'accroissement du parcours des rayons dans la vapeur absorbante, et la théorie de l'absorption au voisinage d'une raie, théorie qui est en connexion étroite avec celle de la dispersion anormale, indique qu'un tel élargissement doit être dissymétrique : la raie s'élargit davantage du côté rouge, ce qui correspond bien à un accroissement de sa longueur d'onde moyenne.

Théories de la chromosphère

Les anciennes évaluations de la pression. — L'un des premiers problèmes qui s'est posé lorsqu'on a voulu interpréter les propriétés de la chromosphère a été de savoir quelle était la pression des gaz qui la constituent. Les premières évaluations ont été faites au cours des recherches dont nous venons de parler sur le déplacement vers le rouge des raies solaires, en effectuant des mesures différentielles sur des raies de l'arc au fer dont les longueurs d'onde subissent avec la pression des variations différentes. Ces évaluations ont généralement donné des valeurs de l'ordre du dixième d'atmosphère ; mais, comme les variations de longueur d'onde ne dépassent pas quelques millièmes d'angström par atmosphère, les différences de longueurs d'onde trouvées entre les raies solaires et les raies terrestres dans le vide sont inférieures aux erreurs d'expérience, et la seule conclusion à tirer de ces mesures est que la pression est inférieure à un dixième d'atmosphère. Cette limite est d'ailleurs certainement beaucoup trop élevée : un certain nombre de raies qui sont diffuses dans le spectre de l'arc à une pression de 0,1 atmosphère sont parfaitement nettes dans le spectre solaire, ce qui prouve que la pression à laquelle est produit le spectre solaire est très inférieure à 0,1 atmosphère.

Une limite beaucoup plus basse est fournie par l'existence même du spectre-éclair : si ce spectre est observable, c'est que son intensité, qu'on peut déterminer par des mesures photométriques, est supérieure à l'intensité du spectre continu de la photosphère diffusé par la partie même de l'atmosphère solaire qui émet le spectre-éclair. Cette dernière intensité peut être calculée en fonction de la pression par l'application des lois de la diffusion par les gaz, et l'on trouve ainsi qu'il est nécessaire, pour que cette intensité soit inférieure à celle du spectre éclair, que la pression dans la chromosphère soit inférieure à 10^{-5} atmosphère.

Théorie de l'ionisation. — On évalue maintenant la valeur de la pression dans la chromosphère en partant de la théorie de l'ionisation, dont nous avons déjà dit un mot à la page 119 : si la raie 4227 du calcium neutre Ca disparaît à 5000 kilomètres, pour ne laisser subsister que les raies H et K du calcium ionisé Ca^+, c'est que l'abaissement de la pression a permis l'ionisation complète de l'atome Ca, qui donne par cette ionisation un ion Ca^+ et un électron. Nous pouvons écrire cette réaction suivant le symbole habituel des réactions chimiques limitées par les réactions inverses, en désignant l'électron par e :

$$Ca \rightleftarrows Ca^+ + e$$

Megh Nad Saha eut l'idée en 1921 de considérer l'ionisation comme une véritable dissociation, et de lui appliquer les lois classiques de la Physico-Chimie : elles permettent d'exprimer le degré de dissociation x, c'est-à-dire la proportion d'atomes ionisés, en fonction de la température absolue T et de la pression P qu'aurait le calcium s'il n'y avait pas ionisation, à condition qu'on connaisse l'énergie absorbée par la

dissociation. Or cette énergie est connue, puisqu'elle est mesurée en volts par le potentiel d'ionisation V ; on arrive ainsi à exprimer x par la formule :

$$\log \frac{x^2}{1-x} = -\frac{5050\,V}{T} + 2{,}5 \log T - \log P - 6{,}69.$$

Cette formule permit à Saha d'expliquer les différences des niveaux de production des différentes raies d'étincelle. Pour le calcium, en admettant la température $T = 6000°$, un peu trop élevée d'ailleurs, il calcula les valeurs de x pour différentes valeurs de la pression, et trouva que x devient supérieur à 99/100 lorsque P devient inférieur à 10^{-4} atmosphère : admettant que le spectre du calcium neutre cesse d'être perceptible lorsqu'il n'y a plus qu'un atome sur 100 qui n'est pas ionisé, il en déduisit que le niveau — 5000 kilomètres — de disparition de la raie 4227 est celui où la pression devient égale à 10^{-4} atmosphère.

Si maintenant on passe au strontium, dont le potentiel d'ionisation $V = 5$ volts, 71 est plus faible que le potentiel d'ionisation $V = 6^v,1$ du calcium, la formule de Saha montre immédiatement que la même valeur du degré d'ionisation x est obtenue pour une valeur plus grande de la pression P, donc pour un niveau inférieur de l'atmosphère solaire : on comprend ainsi pourquoi la raie 4607 du strontium neutre disparaît dès la hauteur de 350 km. Quant aux raies 4077 et 4215 du strontium ionisé Sr^+, elles disparaissent à 6000 km, parce que l'abaissement de la pression produit alors une seconde ionisation : l'ion Sr^+ perd un nouvel électron pour donner un ion doublement chargé Sr^{++}, dont les raies sont dans l'ultra-violet inaccessible. Cette seconde ionisation ne se produit que beaucoup plus haut pour l'ion Ca^+, parce qu'elle correspond pour cet ion à un potentiel plus élevé.

Des raisonnements analogues peuvent être faits

pour les métaux alcalins. Le sodium, dont le potentiel d'ionisation est de $5^v,1$, est complètement ionisé à une pression $P = 10^{-3}$, et la raie D de l'atome neutre disparaît vers 1500 km ; on n'observe d'ailleurs aucune raie à un niveau supérieur, parce qu'il n'y a pas de raies d'étincelle du sodium dans la partie accessible du spectre. Les autres éléments alcalins, potassium et rubidium, ont des potentiels d'ionisation encore plus faibles ($4^v,3$ et $4^v,2$), et sont complètement ionisés dès le niveau de la photosphère : comme ils n'ont pas de raies d'étincelle dans le domaine de longueurs d'onde accessible, ils sont à peu près complètement absents du spectre solaire. En fait, il n'y existe que quelques raies très faibles du potassium, et les raies du rubidium ne se trouvent que dans le spectre des taches, où la température est plus basse et l'ionisation moins avancée.

Les raisonnements de Saha que nous venons de reproduire ne peuvent être considérés que comme des comparaisons qualitatives, et en particulier il est impossible, sans tenir compte de l'abondance des divers éléments, de fixer la valeur de x pour laquelle les raies de l'atome neutre disparaissent. Il est plus correct de chercher quelles sont les conditions qui correspondent au maximum de l'intensité d'une raie, par exemple du doublet formé par les raies H et K ; lorsqu'on part de la photosphère, cette intensité va d'abord en croissant, par suite de la dissociation des atomes neutres ; mais, une fois que cette ionisation est suffisamment avancée pour que x ne croisse plus que lentement, elle va en diminuant, à la fois parce que la seconde ionisation se développe et parce que le nombre total d'atomes va en diminuant avec la pression P. Les calculs, développés par Milne, conduisent à la conclusion que le nombre d'ions Ca^+ est maximum pour $P = 2.10^{-7}$ atmosphère, et que cette condition doit

être réalisée à 100 kilomètres au-dessous de la limite qui sépare la couche renversante de la chromosphère proprement dite (cf. page 140).

La pression ainsi déterminée est la pression partielle du calcium, qui n'est peut-être que le millième de la pression totale due à tous les éléments ; les ionisations des divers éléments ne peuvent d'ailleurs pas être étudiées indépendamment les unes des autres, car les électrons libérés dans l'une d'elles influent sur toutes les autres. En tenant compte de ces divers facteurs, on arrive à la conclusion que *la pression totale doit être de l'ordre de* 10^{-4} *atm. au niveau considéré par Milne, vers le sommet de la couche renversante,* et qu'elle doit croître à mesure que l'on descend dans cette couche, pour atteindre une valeur de l'ordre de 10^{-1} atm. à sa base, au niveau de la photosphère.

Production des raies des séries secondaires. — Nous avons comparé, dans le paragraphe précédent, différentes raies, telles que les raies H et K de Ca^+ ou les raies D de Na, qui sont absorbées par l'atome ou l'ion dans son état normal. Mais nous avons vu (page 103) qu'il existe des raies qui ne peuvent être absorbées que par des atomes excités et que ces atomes actifs sont en proportion d'autant plus faible que le potentiel d'excitation E est plus grand : pour avoir un même nombre d'atomes actifs, il faut un nombre total d'atomes d'autant plus grand que E est plus grand. On explique ainsi que les différentes raies d'arc d'un élément se produisent à des niveaux différents, puisque le nombre d'atomes neutres diminue à mesure qu'on s'élève : *aux potentiels d'excitation les plus grands correspondent les niveaux les plus bas, et par suite les raies les moins intenses.* C'est ce que montre par exemple le tableau suivant, dressé par St John pour

les raies des multiplets du fer ; la dernière ligne donne l'intensité de la raie la plus forte du multiplet :

Potentiel E ..	0,06	1,54	2,716	5,064 volts
Hauteur	1100-1200	850-950	450-500	250 km
Intensité	40	30	8	2

On explique ainsi pourquoi les raies *b* du magnésium ne s'élèvent qu'à 7000 km, bien que cet élément, à potentiel d'ionisation $V = 7^v,65$, ne soit que faiblement dissocié dans les couches les plus hautes : elles ne sont pas absorbées par l'atome neutre normal, mais seulement par l'atome excité, avec un potentiel d'excitation déjà notable de $2^v,7$. Le fait que les couches les plus hautes de la chromosphère ne contiennent que très peu d'ions Mg^+ est d'ailleurs confirmé par le fait que la raie 4481, caractéristique de cet ion dans les spectres stellaires, est à peine visible dans le spectre solaire.

L'ionisation est encore plus faible pour l'hélium, dont le potentiel d'ionisation est $V = 25^v,2$: aussi le spectre de la chromosphère ne contient-il qu'une seule raie de He^+, et les raies de l'hélium neutre y atteignent une grande hauteur. La plus intense de ces raies, la raie D_3, correspond à un potentiel d'excitation très grand, $E = 20$ volts : c'est cette valeur élevée du potentiel d'excitation qui explique que l'absorption soit trop faible pour que la raie D_3 apparaisse normalement dans le spectre de Fraunhofer.

L'hydrogène possède également un potentiel d'ionisation très grand, $V = 13^v,5$, ce qui explique que l'atome neutre d'hydrogène, seul susceptible de donner un spectre, existe encore à la partie supérieure de la chromosphère ; mais les seules raies qu'il puisse donner dans la partie du spectre qui nous est accessible sont les raies de la série de Balmer, qui ne sont pas les raies d'absorption de l'atome normal : la raie $H\alpha$ correspond à un potentiel d'excitation de 10 volts, et

s'élève moins haut que les raies H et K produites par absorption par l'ion Ca^+ dans son état normal.

On voit que *les théories de l'ionisation et de l'excitation des atomes rendent bien compte de la répartition dans l'atmosphère solaire des niveaux de production des différentes raies d'un même élément* ; nous avons déjà vu qu'elles ont permis d'évaluer la composition (page 104) et la pression de l'atmosphère solaire. Ces évaluations numériques ne sont évidemment que provisoires, car les calculs faits pour un élément isolé doivent être corrigés pour tenir compte de la complexité de l'atmosphère solaire ; mais on peut dire dès maintenant que la théorie de Saha a ouvert la voie qui permettra sans doute un jour de connaître avec précision le nombre et la répartition des atomes et des ions dans le Soleil, et qu'elle marque un des progrès les plus importants qui aient été réalisés depuis que Kirchhoff a indiqué comment l'étude du spectre permettait de reconnaître leur nature.

L'équilibre de la chromosphère de calcium. — Les gaz qui constituent la couche renversante se trouvent sans doute dans les conditions de l'équilibre hydrostatique ordinaire : la pression diminue à mesure que l'on s'élève, et la valeur élevée de la gravitation à la surface du Soleil conduit à penser que la pression devient 10 fois plus petite lorsqu'on s'élève d'une centaine de kilomètres. On comprend alors mal comment la pression peut conserver à l'altitude de 14.000 kilomètres une valeur suffisante pour que les raies H et K du calcium ionisé soient encore perceptibles ; il faut nécessairement supposer que les ions Ca^+ sont supportés à cette altitude par des forces différentes des forces hydrostatiques.

Milne a montré que l'origine de ces forces devait être cherchée dans ce qu'on appelle la *pression de*

radiation sélective : lorsque l'ion Ca^+ absorbe un quantum de la radiation H ou K émise par la photosphère, il absorbe en même temps la quantité de mouvement avec laquelle ce quantum s'éloignait du Soleil, autrement dit il reçoit une impulsion toujours dirigée vers le haut. Cette absorption a amené l'ion à un état différent de l'état normal, où il ne reste qu'un temps très court, dont on peut évaluer l'ordre de grandeur, d'après diverses expériences de laboratoire, à 10^{-8} seconde ; il revient à son état normal avec réémission du quantum absorbé, mais cette réémission, qui peut avoir lieu dans toutes les directions, n'entraîne pas en moyenne de modification du mouvement de l'ion : il est légitime de ne raisonner que sur l'effet moyen, parce que l'ion après la réémission est apte à absorber un nouveau quantum de la radiation photosphérique, et que l'ensemble du phénomène d'absorption et de réémission se reproduit peut-être 20.000 fois par seconde. On peut donc dire que ces phénomènes produisent au total sur l'ion Ca^+ le même effet qu'une pression dirigée de bas en haut.

Unsöld a pu évaluer, par des mesures microphotométriques sur le spectre de Fraunhofer, le nombre de quanta des radiations H et K photosphériques qui sont absorbés par seconde par l'atmosphère solaire pour chaque centimètre carré de la surface du Soleil et par conséquent l'impulsion totale qui est reçue par les ions Ca^+ correspondants : elle est capable de supporter le poids sur le Soleil de 10^{13} ions par cm^2. Si l'on admet que ces 10^{13} ions sont répartis sur une hauteur de 14.000 kilomètres, leur pression moyenne est 10^{-15} atmosphère : ce résultat peut être considéré comme suffisamment d'accord avec celui qu'a obtenu Milne par un procédé différent, et d'après lequel la pression chromosphérique est 10^{-13} atmosphère.

En résumé, on peut admettre pour la constitution

de l'atmosphère de calcium le schéma proposé par Milne. La couche renversante est composée de gaz en *équilibre thermodynamique gravifique*, où la décroissance de la pression à mesure qu'on s'élève est réglée par l'effet de la pesanteur ; elle est séparée de la chromosphère proprement dite par une couche de transition très peu épaisse, où la pression partielle du calcium passe, sur une centaine de kilomètres, de 10^{-7} à 10^{-13} atmosphère. Quant à la chromosphère, c'est une immense atmosphère d'ions Ca^+ supportés par la pression de radiation sélective, où l'équilibre est un *équilibre radiatif monochromatique*, et qui s'étend aussi loin qu'il reste dans le rayonnement solaire des radiations H et K non absorbées. Il s'agit là bien entendu d'un équilibre statistique : chaque ion Ca^+ s'élève le long des rayons solaires au cours des absorptions successives qu'il produit, jusqu'à ce qu'un accident, produisant la seconde ionisation du calcium, le transforme en un ion Ca^{++} ; ce nouvel ion, n'absorbant plus les raies H et K, n'échappe plus à l'action de la gravitation, il retombe jusqu'à la couche renversante, où il pénètre avec une vitesse considérable, vite amortie d'ailleurs par les chocs qu'il y subit contre les autres atomes.

L'équilibre de l'hydrogène et la turbulence de l'atmosphère solaire. — La théorie de l'équilibre radiatif monochromatique explique bien le rôle prépondérant que joue l'ion Ca^+ dans le spectre chromosphérique, par le fait que cet ion dans son état normal est susceptible d'absorber les radiations H et K qui appartiennent à la région la plus intense du spectre continu de la photosphère. Mais *elle ne peut pas s'étendre aux autres éléments, pour lesquels les mêmes conditions favorables ne sont pas réalisées.*

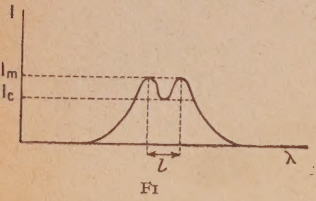
C'est ainsi que l'atome d'hydrogène ne peut absorber les radiations de la série de Balmer que lorsqu'il se

trouve amené à un niveau d'excitation déjà élevé ($E = 10^v,2$), et qu'à son état normal il ne peut absorber que des raies (série de Lyman) situées dans l'ultra-violet lointain, vers 1000 A. : les radiations d'aussi courtes longueurs d'onde n'existent pas avec une intensité suffisante dans le spectre d'un astre qui n'est, comme le Soleil, qu'à 6000° pour que leur absorption puisse supporter les atomes d'hydrogène qui sont peut-être, comme l'a montré Russell (page 108), 100.000 fois plus nombreux que ceux de calcium. Un atome d'hydrogène excité peut bien s'élever sur les rayons solaires par absorption de la série de Balmer ; mais il doit très vite revenir à l'état normal, et retomber dans la couche renversante.

On peut alors essayer d'admettre que des mouvements tourbillonnaires assurent un brassage constant de la chromosphère, de façon que sa composition soit uniforme, et que la pression de radiation sélective qui s'exerce sur quelques atomes supporte en définitive l'ensemble de tous les atomes. Mais des calculs développés en ce sens par Mac Crea en 1929 montrent que cette pression sélective est insuffisante à supporter la chromosphère entière. On ne voit donc pas aujourd'hui par quel mécanisme elle pourrait se trouver en équilibre, et l'on est conduit à penser qu'elle ne s'y trouve pas : *l'atmosphère solaire doit tomber lentement sur le Soleil*, et c'est à ce mouvement de chute que correspondent les courants descendants observés par St John pour toutes les raies de la haute chromosphère (page 130). Si elle existe toujours, c'est qu'il se produit de temps en temps à la surface solaire des accidents locaux où des gaz sont expulsés avec de grandes vitesses : ce sont ces gaz, constituant les protubérances, qui viennent constamment reformer dans ses couches supérieures l'atmosphère solaire.

L'existence de mouvements tourbillonnaires dans

l'atmosphère solaire est aussi l'une des conclusions auxquelles est arrivé Unsöld dans des recherches sur la forme des raies chromosphériques effectuées à la tour Einstein de Potsdam et à la tour de 50 mètres du Mont Wilson. La répartition des intensités dans une raie chromosphérique telle que les raies H et K a la forme que représente la figure 22 ; comme nous l'avons dit en signalant à la page 115 le phénomène du double renversement auquel correspond l'existence d'un minimum central, cette forme est due à l'élargissement de la raie par absorption dans la traversée d'une atmosphère épaisse. Unsöld a mesuré la distance l des deux maxima d'émission et le rapport I_m/I_c de leur intensité à l'intensité centrale ; il a d'autre part développé une théorie qui permet de calculer à partir de ces données le nombre N d'atomes actifs par centimètre carré et la largeur l_0 de la raie émise par une couche infiniment mince. Il a ainsi trouvé (1929) une valeur N qui correspond à une pression partielle des ions Ca^+ de 10^{-15} atmosphère, valeur dont l'accord avec la valeur de Milne peut être considéré comme satisfaisant. La valeur de l_0 ne doit théoriquement dépendre que de la vitesse moyenne des ions Ca^+, vitesse qui, dans l'agitation thermique correspondant à la température du Soleil, doit être 1,7 km/sec : or la valeur trouvée par Unsöld correspond à une vitesse moyenne d'environ 15 km/sec, et il tire de ses mesures la conclusion que *la chromosphère est le siège de mouvements désordonnés dont la vitesse moyenne est de l'ordre de 15 km/sec.*



Fig

Conclusions. — On voit que, si nous connaissons approximativement aujourd'hui les niveaux de production des différentes raies, si nous savons à peu près comment les différences entre ces niveaux sont réglées par les valeurs des potentiels d'ionisation et d'excitation, et comment elles permettent d'interpréter les différences observées dans l'intensité des raies, dans la rotation solaire, dans le spectre de la pénombre des taches et dans le déplacement vers le rouge, nous sommes loin de connaître les conditions d'équilibre et le régime de mouvement de la chromosphère. On sait seulement que les facteurs qui y agissent sont très différents de ceux qui sont prépondérants dans la couche renversante ; sans bien entendu qu'il y ait de discontinuité entre ces deux régions de l'atmosphère solaire, elles se distinguent en ce que le rôle de la gravitation, prépondérant dans la couche renversante, devient négligeable dans la chromosphère devant celui de la pression de radiation sélective, de sorte que les mouvements des atomes et des ions dans la chromosphère ne sont plus du tout ceux qui correspondent à l'équilibre thermique.

Une théorie plus complète ne pourra évidemment être édifiée qu'après un accroissement de nos connaissances expérimentales ; l'étude photométrique du spectre de la chromosphère est à peine commencée, et des progrès importants seraient certainement réalisés si une augmentation du pouvoir de résolution des spectrographes permettait d'étendre à un plus grand nombre de raies chromosphériques les mesures microphotométriques de répartition de l'intensité. De même, il est nécessaire d'accroître nos connaissances sur les mouvements, généraux et locaux, de l'atmosphère solaire, par le développement de leur étude au spectrohélioscope ou au spectro-enregistreur des vitesses (chapitre VII), et des résultats intéressants seront

sans doute apportés par l'extension de cette étude à des raies autres que les raies employées habituellement jusqu'ici, extension qui dépend encore de l'accroissement du pouvoir de résolution des spectrographes.

CHAPITRE VI

LES TACHES DU SOLEIL

Résultats de l'observation directe

Formation et vie des taches. — Nous avons déjà décrit, à la page 62, l'aspect général des taches du Soleil ; on reconnaît sur la Planche I et surtout sur la Planche II l'*ombre*, qui forme le centre de la tache, et la *pénombre*, qui l'entoure ; on voit en particulier sur la Planche II que la pénombre paraît formée de filaments, dont l'aspect évoque d'ailleurs quelquefois celui d'une spirale. Il importe de remarquer que l'ombre ne paraît noire que par contraste avec le disque solaire ; c'est en réalité une région encore très lumineuse, plus lumineuse que le cratère de l'arc électrique : on s'en rend compte lorsqu'elle vient à se trouver en contact apparent avec un objet complètement noir, tel que le bord de la Lune au cours d'une éclipse, ou le disque de Mercure ou de Vénus lors d'un passage d'une de ces planètes devant le Soleil.

Nous avons également dit que les taches solaires étaient des objets de durée très variable, cette durée pouvant ne pas dépasser un jour, ou au contraire atteindre plusieurs mois : on a observé en 1840-41 une tache qui a persisté 18 mois. Quelques-uns des aspects

successifs de la formation d'une tache ont maintes fois été saisis par la photographie, et des descriptions complètes en ont souvent été données d'après des observations visuelles, plus continues que l'observation photographique. On observe d'abord une agitation de la surface, accompagnée de la formation de facules ou d'éruptions enregistrées par le spectrohéliographe ; en certains points, les grains de riz de la granulation semblent s'écarter, laissant entre eux des taches noires de petites dimensions, qu'on appelle des *pores* ; la surface paraît formée de plaques grises, comme si elle était constituée par une masse sombre recouverte d'un voile, et enfin ce voile semble se déchirer pour laisser apercevoir une tache ou un groupe de taches, dont la surface va en croissant pendant plusieurs jours.

Au cours de leur vie, les taches se déplacent à la surface du Soleil, et ce mouvement propre se combine à la rotation du Soleil pour donner le mouvement apparent que nous observons. D'après des statistiques établies à Greenwich sur les taches de longue vie, la latitude héliographique de la tache varie peu, mais il existe un mouvement propre en longitude très appréciable : on est conduit à distinguer dans chaque groupe deux taches principales, la ligne qui les joint étant à peu près parallèle à l'équateur solaire, et l'on observe que la tache Ouest se déplace assez rapidement vers l'Ouest pendant les 10 ou 20 premiers jours de son existence (1° par jour au début), puis rétrograde lentement vers l'Est (0°,06 par jour) ; la tache Est montre des mouvements dirigés en sens inverses, mais moins rapides. Il semble en somme qu'au moment de leur formation les deux taches sont soumises à des forces qui tendent à les écarter violemment l'une de l'autre, et que le mouvement ainsi provoqué s'amortit, comme tous les mouvements qui se produisent dans des milieux visqueux.

A la fin de son existence, un groupe de taches se réduit généralement à sa tache Ouest, la tache Est s'étant segmentée en petites taches qui ont elles-mêmes disparu ; la tache Ouest ne se divise généralement pas, mais diminue progressivement de dimensions. La photosphère semble envahir la pénombre, des ponts de lumière s'établissent au-dessus de l'ombre et il semble finalement, suivant l'expression de Secchi, que la matière lumineuse s'écroule dans l'ombre. Il ne reste plus alors à la place de la tache que quelques pores, accompagnés de facules ; l'agitation de la surface continue quelque temps, et il arrive souvent qu'une nouvelle tache se forme au même endroit.

Périodicité et répartition des taches. — La périodicité des taches solaires a été découverte par Schwabe en 1843, et étudiée surtout par Wolf et son successeur Wolfer à Zurich. L'importance des taches solaires peut être évaluée par le *nombre relatif de Wolf*, combinaison assez arbitraire du nombre de groupes et du nombre de taches isolées observées, ou mieux par la mesure de la surface qu'elles recouvrent ; lorsqu'on construit les courbes représentant la variation de la moyenne mensuelle des estimations journalières faites par l'un ou l'autre procédé, on obtient des courbes assez régulières, telles que celles qui sont reproduites sur la figure 5 (page 31) ou sur la figure 42 (page 218). Ces courbes présentent des maxima très nets, séparés par des minima très profonds ; le dernier minimum a été observé en 1923 et le dernier maximum en 1929. Les nombres correspondant aux divers maxima sont très irréguliers, et l'intervalle de deux maxima consécutifs a varié, depuis 1749 jusqu'à nos jours, entre les valeurs extrêmes 7,3 et 17,1 ans, la moyenne étant de 11,5 ans.

Il n'est donc pas douteux que *l'importance des taches subit des variations périodiques, de période* 11,5 *ans* : ce cycle undécennal est extrêmement important, car il se retrouve dans toutes les manifestations de l'activité solaire, qu'il s'agisse du nombre des facules et des protubérances, ou de l'étendue de la couronne, ou qu'il s'agisse de phénomènes terrestres liés à cette activité (Chapitre IX), comme le magnétisme terrestre et les aurores polaires. Mais il est probable que les phénomènes sont compliqués par la superposition à la période principale de 11,5 ans d'autres périodes, plus courtes ou plus longues, expliquant les irrégularités observées. La recherche de ces périodes par l'analyse harmonique n'a jamais donné de résultats bien concluants : il semble pourtant que deux cycles de 11 ans consécutifs présentent des différences systématiques, suggérant l'idée qu'ils doivent représenter les deux moitiés du cycle réel, qui serait donc de 23 ans (cf. page 162). Signalons encore que la croissance de l'activité est toujours plus rapide que sa décroissance : sur les 11 ans du cycle, 4,6 seulement correspondent — en moyenne — à la croissance, et 6,5 à la décroissance (*fig.* 42, page 218).

Les taches ne s'observent pas sur toute la surface du Soleil : *la zone des taches s'étend, dans chaque hémisphère solaire, entre* 10° *et* 30° *de latitude héliographique* ; elles sont rares à l'équateur, et l'on n'en observe jamais au-dessus de 45° de latitude. Les taches de latitudes élevées ne s'observent d'ailleurs qu'au début d'un cycle, immédiatement après un minimum ; les taches descendent ensuite progressivement vers l'équateur, et les dernières taches d'un cycle finissant ont à peine disparu vers l'équateur que les taches du cycle suivant réapparaissent aux hautes latitudes. Cette loi de variation de la répartition des taches, dite *loi de Spörer*, est bien mise en évidence par le

diagramme de Maunder, que reproduit la figure 23 : chacune des taches observées de 1886 à 1903 y est représentée par un trait, dont l'abscisse donne la

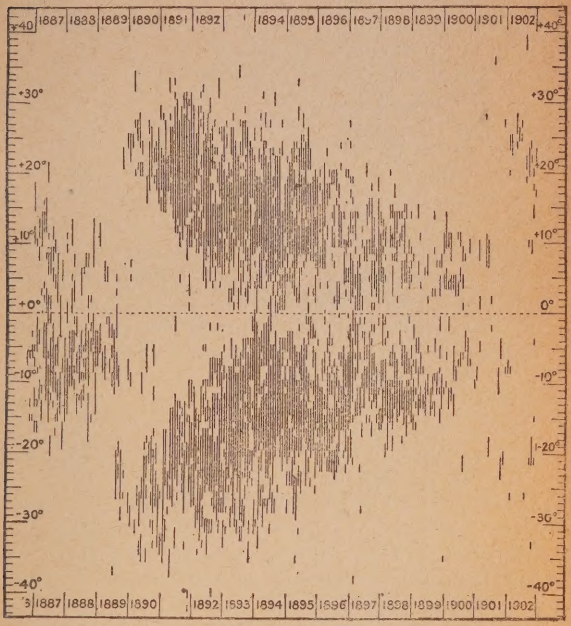


FIG. 23

date de la tache, dont la longueur donne son diamètre, et dont l'ordonnée moyenne donne la latitude du centre.

Le niveau des taches. — Nous verrons tout à l'heure que l'on se représente généralement les taches comme des tourbillons à axe vertical, qui creusent la surface

de la photosphère comme les tourbillons qui se produisent dans une rivière y creusent la surface de l'eau. Dans cette théorie, l'ombre de la tache doit être une dépression de la surface solaire, et la pénombre est la surface oblique qui raccorde le fond de la dépression au niveau normal. C'est bien cette disposition qui semble résulter d'observations faites par Wilson à Glascow en 1774 : lorsqu'une tache arrive au bord du Soleil, les parties Ouest et Est de sa pénombre subissent en apparence des modifications dissymétriques, qui sont celles que l'on peut prévoir en recherchant quel est l'aspect en perspective d'une cavité dans une surface vue tangentiellement.

Depuis que l'on sait photographier le Soleil, la réalité du phénomène de Wilson a fait l'objet de nombreuses discussions. Tandis que Wilson donnait pour la cavité des profondeurs allant jusqu'à 3000 kilomètres, Chevalier (1919) indique qu'elle dépasse rarement 700 kilomètres, et certains astronomes prétendent qu'elle est à peine de 50 kilomètres ; d'autres au contraire ont obtenu des photographies de taches au bord du Soleil apparaissant comme une échancrure très nette du limbe, ce qui correspond certainement à une profondeur de plus de 1000 kilomètres. Sans doute n'y a-t-il pas de règle générale, et existe-t-il, à côté de la majorité des taches qui sont de réelles cavités, de profondeur très variable d'ailleurs, quelques taches de niveau plus élevé. Il semble toutefois probable que l'ombre est toujours plus basse que la pénombre, et nous rappellerons d'autre part qu'il n'est pas douteux que les facules qui entourent la tache (page 62) sont à un niveau plus élevé que la photosphère.

Étude spectroscopique des taches

Le spectre continu des taches. — Il est facile de photographier le spectre de la lumière émise par l'ombre d'une tache, lorsqu'on dispose d'une grande image du Soleil comme celles que donnent les tours solaires du Mont-Wilson, en amenant l'image de la tache sur la fente du spectrographe ; il suffit d'éviter la diffusion et l'irradiation en limitant la hauteur de la fente par un diaphragme qui ne laisse passer que l'image de l'ombre. On peut ensuite, en utilisant les autres parties de la fente, photographier comme spectre de comparaison le spectre de la photosphère : il faut alors, pour obtenir un spectre d'intensité comparable à celle du précédent, poser environ 6 fois moins longtemps.

Les spectrogrammes ainsi obtenus permettent d'évaluer, par des mesures de noircissement faites dans les intervalles qui séparent les raies de Fraunhofer, le rapport de l'éclat de l'ombre à celui de la photosphère pour les différentes radiations : ce rapport croît régulièrement depuis l'ultra-violet, pour lequel il n'est que 0,21, jusqu'à l'infra-rouge, où il atteint 0,80. Il y a ainsi dans les taches un affaiblissement d'autant plus fort que la longueur d'onde est plus petite : *c'est l'effet que produit sur le spectre du corps noir* (page 47) *un abaissement de température.* Tandis que le spectre continu de la photosphère correspond à celui du corps noir à 6000°, celui des taches ne correspond plus qu'à une température de 4750°.

Le spectre de Fraunhofer et l'existence de composés dans les taches. — L'éclat des taches observées directement est encore diminué, par rapport à celui de la photosphère, par une augmentation de l'absorption

que traduit l'existence des raies de Fraunhofer. Lorsqu'on compare les deux spectres, comme on peut le faire sur la figure 2 de la Planche IV, dont les parties médianes donnent le spectre d'une tache, tandis que les parties supérieure et inférieure donnent le spectre des parties voisines de la photosphère, on voit immédiatement que le spectre des taches se distingue par l'apparition de nombreuses raies noires nouvelles et par l'augmentation de l'intensité d'un grand nombre de raies ; il existe d'ailleurs des raies, moins nombreuses, qui sont affaiblies, et d'autre part beaucoup apparaissent élargies ou même doublées. Nous allons, dans ce paragraphe et dans les suivants, examiner l'une après l'autre ces diverses modifications.

La plupart des raies qui se trouvent dans le spectre des taches sans exister dans le spectre normal du Soleil sont des raies appartenant à des spectres de bandes, et produites par conséquent par des groupements d'atomes (page 100). Les premières de ces bandes qui ont été identifiées sont des bandes dans l'extrême-rouge dues à l'oxyde de titane : la figure 3 de la Planche IV montre la juxtaposition du spectre des taches (en positif) et des bandes de l'oxyde de titane produites dans l'arc (en négatif) ; l'identification est assurée à la fois par la coïncidence des têtes de bandes et par la coïncidence des raies en lesquelles les bandes sont résolues, ces dernières coïncidences portant sur environ 5.000 raies. De même, on a identifié les bandes de l'hydrure de calcium par environ 600 raies, celles de l'hydrure de magnésium par 500 raies, celles de l'acide borique par une trentaine de raies.

L'existence de ces composés, qui sont normalement dissociés à la température de la couche renversante, indique que cette couche se trouve, au-dessus des taches, à une température moins élevée que sa température normale : le refroidissement de la photosphère que

traduit l'affaiblissement du spectre continu s'accompagne d'un refroidissement des parties basses de l'atmosphère solaire en contact avec elle.

Le spectre des taches et la théorie de l'ionisation. — Les photographies comparatives du spectre des taches et du spectre normal du Soleil faites au Mont-Wilson de 1906 à 1909 ont montré que la grande majorité des raies — 71 % pour le fer, 91 % pour le titane, 88 % pour le chrome — a son intensité modifiée lorsque l'on passe de l'un à l'autre. A l'époque où cette investigation du spectre des taches fut entreprise, la classification des raies était beaucoup moins avancée qu'aujourd'hui : Adams ne compta parmi les raies mesurées que 144 raies d'étincelle, mais il remarqua que 130 de ces raies étaient affaiblies dans le spectre des taches, et qu'aucune n'était renforcée ; il en déduisit que les variations que l'on observe quand on passe du spectre normal au spectre des taches sont dues uniquement à une diminution de l'excitation, c'est-à-dire à un abaissement de la température de la couche renversante, de même d'ailleurs que les modifications qu'on observe quand on passe du spectre du Soleil au spectre d'Arcturus, ce dernier étant tout à fait analogue au spectre des taches.

Pour vérifier cette conclusion, d'importants travaux spectroscopiques furent entrepris au laboratoire de Pasadena par les astronomes du Mont-Wilson, et poursuivis surtout par King : les spectres de la plupart des éléments furent photographiés dans des conditions très variées d'excitation, soit par chauffage de leurs vapeurs à diverses températures dans un four électrique, soit par excitation dans des arcs électriques de diverses intensités. Ces recherches montrèrent que les raies renforcées dans les taches sont toutes des raies renforcées par l'abaissement de la température,

que les raies affaiblies dans les taches sont toutes des raies affaiblies par l'abaissement de la température. Mais en même temps ces travaux jouèrent un rôle important dans l'établissement de la classification des raies en raies d'étincelle et en raies d'arc ; les caractères et l'origine de ces deux types de raies sont aujourd'hui assez bien connus pour que nous puissions résumer l'étude comparative des deux spectres en disant que *les spectres d'étincelle sont affaiblis dans le spectre des taches, tandis que les spectres d'arc y sont renforcés. Ces modifications traduisent une diminution de l'ionisation dans les taches, causée elle-même par l'abaissement de la température* (cf. page 163).

Cette conclusion peut être précisée par la théorie de Saha (page 133) : les modifications observées s'expliquent bien en supposant que, lorsqu'on passe de la photosphère, ou des étoiles du type solaire (type Go), aux taches du Soleil, ou aux étoiles du type d'Arcturus (type Ko), la température s'abaisse de 6000° à 4000°. Nous ne ferons ici que résumer les conclusions qu'a développées Russell pour les métaux alcalins etalcalino-terreux.

En ce qui concerne les premiers, nous avons déjà vu (page 135) que la faiblesse de leurs potentiels d'ionisation entraîne leur ionisation presque complète dans la chromosphère, et que le fait que leurs raies d'étincelle ne se trouvent pas dans la partie accessible du spectre entraîne leur absence du spectre solaire ou leur représentation dans ce spectre par des raies d'arc faibles. La diminution de l'ionisation dans les taches a pour conséquence le renforcement de ces raies ou leur apparition ; c'est ce que montre le Tableau suivant :

Elément	Sodium		Potassium		Rubidium		Lithium	
Potentiel d'ionisation	5,1		4,3		4,2		5,4	volts
Raies	5896	5890	7699	7665	7948	7800	6708	angströms
Intensités { Rowland	20	30	5	6	absent		absent	
Intensités { Taches .	60	95	12	15	0	1	4	

En ce qui concerne les éléments alcalino-terreux, nous laisserons de côté les raies H et K (cf. page 184) qui jouent un rôle tout à fait particulier : le niveau élevé où elles se produisent les soustrait aux causes de refroidissement local et leur importance indique que l'absorption qui leur correspond est totale, et reste totale même pour une diminution notable du nombre des ions Ca^+. Mais la diminution de l'ionisation du calcium dans les taches est manifestée par le renforcement des raies des séries principales du spectre d'arc : l'intensité passe de 20 à 40 pour la raie 4227, de 1 à 9 pour la raie 6573. On observe de même des renforcements très nets de la raie 4607, absorbée par l'atome de strontium dans son état normal, et de la raie 4571, absorbée par l'atome de magnésium dans son état normal. Il n'y a au contraire pas de renforcement pour les raies des séries secondaires, qui ne peuvent être absorbées que par des atomes déjà excités, dont le nombre peut être diminué ; en effet, le nombre total d'atomes neutres est augmenté par la régression de l'ionisation, mais la proportion des atomes neutres excités est diminuée par l'abaissement de la température : c'est ainsi que le triplet *b* du magnésium n'est que très peu modifié, tandis que le triplet bleu du zinc est très affaibli.

Le phénomène de Zeeman dans les taches solaires. — Ainsi l'apparition de raies nouvelles, raies atomiques ou raies de spectres de bandes, et les modifications d'intensité des diverses raies dans le spectre des taches sont correctement expliquées par le seul effet de l'abaissement de température. Il reste à expliquer les nombreux dédoublements observés ; ces dédoublements étaient considérés autrefois comme des doubles renversements ; mais Hale a montré en 1908 qu'ils devaient être considérés comme *des effets Zeeman pro-*

duits par l'existence d'un champ magnétique intense dans les taches solaires. Il avait d'ailleurs supposé *a priori* l'existence de ce champ, en remarquant que l'intensité de l'ionisation dans la matière solaire incandescente doit être telle que les tourbillons qui constituent les

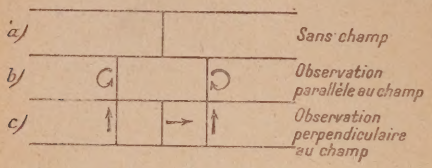


FIG. 24

taches sont de véritables courants électriques circulaires, produisant un champ magnétique dirigé suivant l'axe du tourbillon.

On sait que, lorsqu'une source de lumière est placée au laboratoire dans un champ magnétique, et lorsqu'on observe une raie simple du spectre de cette source, on constate que cette raie est décomposée en un doublet ou un triplet (*fig.* 24). Lorsqu'on observe dans la direction même du champ (*fig.* 24, *b*), la raie apparaît comme un doublet disposé symétriquement par rapport à sa position initiale, les deux composantes transportant des vibrations polarisées circulairement en sens inverses. Lorsqu'on observe dans une direction perpendiculaire à celle du champ, on obtient un triplet (*fig.* 24, *c*), dont la raie centrale occupe la même position que la raie initiale et dont les raies latérales occupent les mêmes positions que les composantes du doublet de l'observation longitudinale ; les trois composantes du triplet sont polarisées rectilignement, les vibrations étant perpendiculaires au champ pour les composantes latérales, et parallèles au champ pour la composante centrale.

Enfin, lorsque la direction d'observation fait un angle θ quelconque avec la direction du champ, l'effet observé résulte de la composition des deux précédents : on obtient le triplet normal, mais les composantes extrêmes transportent des vibrations elliptiques de sens inverses.

Lorsqu'une tache se trouve au centre du disque solaire, l'observation a lieu dans la direction de l'axe vertical de la tache, donc dans la direction même du champ magnétique : on doit obtenir le doublet de l'observation longitudinale, et le phénomène de Zeeman explique bien les dédoublements observés dans le spectre des taches. Les deux composantes doivent être polarisées circulairement : Hale a montré qu'il en était bien ainsi en les éteignant par un analyseur circulaire placé devant la fente du spectrographe. Un tel analyseur est constitué par une lame de mica quart d'onde, suivie d'un nicol orienté à 45° de ses lignes neutres ; il ne laisse passer qu'une des deux composantes des doublets, et l'on passe de l'une à l'autre en tournant le quart d'onde de 90°.

La figure 2 de la planche IV reproduit une portion d'un cliché obtenu au Mont-Wilson avec la tour de 50 mètres et le spectrographe de 23 mètres : la grandeur de l'image solaire formée sur la fente permet de distinguer aisément les spectres des différentes parties de la tache. On a placé sur la fente, juxtaposées l'une à l'autre, une série de lames quart d'onde, dont chacune est tournée de 90° par rapport à la précédente ; ce sont les séparations entre ces lames qui apparaissent sur le cliché comme des traits noirs horizontaux. On voit très nettement sur la figure, lorsqu'on passe d'une lame à la suivante, le déplacement de la raie qui correspond au passage d'une composante à l'autre du doublet de Zeeman que fournissent les raies sensibles au champ magnétique. La dispersion est suf-

fisante pour que l'on puisse déjà séparer ces composantes pour un champ de 1.000 gauss.

L'intervalle des composantes du doublet de Zeeman est proportionnel au champ magnétique qui le produit, et le coefficient de proportionnalité est bien connu par les mesures faites au laboratoire. La mesure des intervalles des doublets obtenus dans le spectre des taches permet donc de calculer l'intensité du champ magnétique qui les produit : on trouve des valeurs qui sont de l'ordre de 2.000 à 4.500 gauss, correspondant à des séparations de l'ordre de 1 à 2 dixièmes d'angström. Les mesures faites avec différentes raies du fer donnent bien la même valeur du champ, même lorsqu'on emploie des raies de multiplets, qui donnent un type d'effet Zeeman différent du triplet normal : c'est là une preuve de plus que les dédoublements observés sont bien dus à l'action d'un champ magnétique. Les mesures les plus précises ont d'ailleurs montré que le dédoublement est moins grand pour les raies les plus intenses, ce qui montre que l'intensité du champ magnétique décroît à mesure qu'on s'élève au-dessus de la tache ; il n'y a presque plus d'effet Zeeman visible pour les raies qui se produisent à des niveaux élevés, comme les raies D du sodium ou les raies *b* du magnésium.

Les études de Hale, faites surtout avec la raie 6173 du fer qui donne un triplet normal, ont été étendues aux taches voisines du bord solaire. La direction d'observation n'est plus alors parallèle au champ magnétique, et l'on obtient en général un triplet dont les composantes latérales sont polarisées elliptiquement : l'analyseur circulaire n'éteint plus complètement aucune de ces deux composantes, mais il les transmet avec des intensités différentes, et l'évaluation du rapport de leurs intensités permet de calculer l'angle θ de la direction d'observation

avec la direction du champ. On trouve ainsi que *les lignes de force au-dessus de la tache ont l'aspect des lignes de force qui partent du pôle d'un aimant*, celle qui part du centre de la tache étant normale à la surface solaire (*fig.* 25) : il existe dans la pénombre, du côté du centre du disque, une position 2 de la fente pour laquelle il y a extinction de l'une des composantes, et pour laquelle la ligne de force est parallèle à la direction d'observation ; il existe dans la pénombre du côté opposé une position 4 pour laquelle les deux composantes sont également transmises par l'analyseur circulaire, ce qui indique qu'elles sont polarisées rectilignement et que la ligne de force est perpendiculaire à la direction d'observation.

FIG. 25

La polarité des taches. — L'analyse par un analyseur circulaire du doublet fourni par une tache lorsque les lignes de force sont parallèles à la direction d'observation permet de reconnaître le sens des vibrations circulaires qui correspondent à chaque composante, et d'en déduire la polarité de la tache, c'est-à-dire le signe (N ou S) du pôle d'aimant qui produirait les lignes de force dont la figure 25 donne l'aspect général. Les déterminations de la polarité des taches, faites systématiquement au Mont-Wilson depuis 1915, ont déjà fourni des résultats importants.

Nous avons dit à la page 146, à propos de leurs mouvements propres, que les taches sont généralement associées par groupes de deux, la ligne qui joint les deux taches d'un même groupe étant à peu près parallèle à l'équateur solaire : *les deux taches d'un groupe sont toujours de polarités opposées et doivent*

par conséquent être formées par des tourbillons de sens inverses.

Ce sont de telles taches que Hale appelle des *taches bipolaires* ; l'une ou l'autre des deux taches peut d'ailleurs être remplacée par un groupe de petites taches de même polarité, ou être une grosse tache accompagnée de petites taches de polarité inverse ; le contraste n'en reste pas moins bien marqué avec les *taches unipolaires*, constituées par une tache unique ou un groupe de taches de même polarité, ou avec les *taches multipolaires*, qui sont des groupes dans lesquels les polarités sont réparties de façon trop irrégulière pour qu'on puisse y distinguer deux taches principales.

Sur 2174 taches observées au Mont-Wilson de 1915 à 1924, il n'y a que 1 % de taches multipolaires et 38 % de taches unipolaires, contre 61 % de taches bipolaires. Encore peut-on penser que beaucoup de taches unipolaires représentent la tache Ouest d'un groupe bipolaire dont la tache Est, toujours plus petite, n'est pas visible : cette dernière tache apparaît par intermittences, ou encore les spectrohéliogrammes montrent que les facules s'étendent très dissymétriquement à l'Est de la tache visible, ou bien encore le spectre de l'endroit où devrait se trouver la tache Est montre un phénomène de Zeeman très net, indiquant que si les tourbillons n'ont pas été assez importants pour produire la tache, ils n'en ont pas moins une existence certaine. On peut compter comme taches bipolaires les groupes ainsi formés par une tache unipolaire visible et une tache invisible : la statistique donne alors 85 % de taches bipolaires, et l'on peut dire que *les taches bipolaires représentent le type normal des taches solaires*. C'est à leur étude que nous nous bornerons dans la suite, et nous représenterons la polarité d'un groupe par celle de la tache

Ouest, qui est presque toujours la plus importante du groupe.

La statistique des taches observées de 1908 à 1925, période qui comprend les deux minima de 1913 et de 1923, montre que les taches d'un même hémisphère

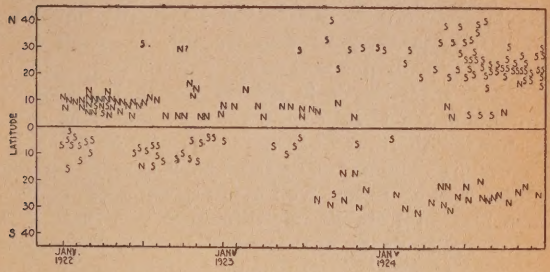


FIG. 26

solaire ont toujours même polarité, mais que *la polarité est inversée lorsqu'on passe d'un hémisphère à l'autre et lorsqu'on passe d'un cycle de l'activité solaire au suivant* ; le nombre des exceptions ne dépasse pas 2 %, comme le montre le Tableau suivant, qui donne le nombre de taches de chaque polarité (N ou S) observées dans chaque hémisphère et dans chaque cycle.

	Hémisphère Nord		Hémisphère Sud	
	Taches N	Taches S	Taches N	Taches S
1908-1913	0	7	17	1
1913-1923	820	19	19	766
1923-1925	1	59	25	1

Le renversement de la polarité lors du minimum de 1923 est bien visible sur le diagramme de la figure 26 : il est construit comme le diagramme de Maunder de la figure 23 (page 149), mais chaque tache bipolaire y est figurée par la lettre N ou S qui indique la polarité de

la tache Ouest. On voit que l'équateur solaire y sépare nettement les deux séries de taches, deux taches de basse latitude, même voisines, ayant des polarités opposées du moment où elles sont de part et d'autre de l'équateur ; on y voit aussi la coexistence en 1923-24 de taches de basse latitude, appartenant au cycle finissant, et de taches de hautes latitudes, appartenant au cycle commençant, ces deux séries de taches se distinguant par l'inversion de la polarité.

Cette inversion de la polarité des taches à chaque minimum d'activité solaire est un phénomène extrêmement important, et il sera intéressant de voir s'il se reproduit au minimum de 1934. Nous n'avons actuellement aucune raison d'en douter, et nous pouvons conclure qu'il établit une différence très nette entre deux cycles de 11 ans consécutifs : ces deux cycles doivent être considérés comme les deux moitiés d'un cycle complet de 23 ans, et *c'est cette période de 23 ans qui doit être considérée comme la période véritable des phénomènes solaires.*

Les interprétations théoriques

La nature des taches solaires. — Celle des anciennes théories des taches dont il reste le plus de chose aujourd'hui est la théorie cyclonique qui a été proposée par Faye en 1865, et qui les considère comme de gigantesques tourbillons à axe vertical. L'existence du mouvement tourbillonnaire est suggérée par la forme en spirale que présentent souvent les filaments visibles dans la pénombre et par les mouvements en spirales (*solar vortices* de Hale) qu'on observe quelquefois au spectrohéliographe dans l'hydrogène des couches supérieures de l'atmosphère (page 190) ; elle peut être considérée comme établie par l'existence du

champ magnétique révélé par le phénomène de Zeeman.

D'après la théorie de Bjerknes (1926), qui est la plus récente, la tache est un tourbillon de la photosphère, produisant une dépression de sa surface (*fig.* 27) ; une telle dépression produit dans la photosphère un effet d'aspiration, de sorte que la surface est formée de matières provenant des couches internes, comme l'indiquent les flèches G de la figure 27. Cette ascension correspond à une diminution de la pression des gaz incandescents, et cette détente produit un refroidissement des gaz qui la subissent, de sorte que la température de la partie déprimée est inférieure à la température normale de la photosphère. D'après les calculs de Bjerknes, des mouvements tourbillonnaires ayant une vitesse linéaire de cinq kilomètres par seconde à 10.000 kilomètres du centre du tourbillon produiraient une dépression D d'environ un dixième de l'épaisseur H de la couche où ils existent, et un abaissement de température de 1100°, qui est à peu près de l'ordre de grandeur donné par l'étude spectrophotométrique des taches (page 151).

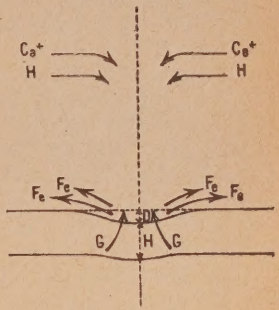


FIG. 27

Les gaz détendus doivent s'échapper de la tache le long de la photosphère : c'est ce mouvement, radial par rapport au tourbillon, que met en évidence l'effet Evershed des raies métalliques de basse altitude (page 124). D'autre part, la diminution de la radiation photosphérique due à l'abaissement de température

détruit l'équilibre de la chromosphère supérieure, par suite de la réduction de la pression de radiation sélective qui la supporte : les gaz qui la composent tombent sur la surface du Soleil, et sont remplacés par un afflux de gaz extérieurs, que met en évidence l'effet Evershed des raies de haute altitude. On voit que les mouvements de la couche renversante et de la chromosphère (*fig.* 27) ne figurent plus un tourbillon à axe vertical. Il peut se créer à nouveau un tel tourbillon dans l'afflux de l'hydrogène des couches supérieures, mais il n'est lié que très indirectement au tourbillon photosphérique qui constitue la tache, et n'a pas nécessairement le même sens de rotation : on explique ainsi que les *solar vortices* de Hale ne changent pas de sens avec la polarité des taches lorsqu'on passe d'un cycle undécennal au suivant ; leur formation est vraisemblablement déterminée par la rotation solaire, car plus de 80 % d'entre eux, dans chaque hémisphère, ont le même sens que les cyclones terrestres correspondants.

L'origine des taches. — Les théories qui cherchent à expliquer l'origine des taches sont encore plus hypothétiques que celles qui étudient leur structure. Parmi les théories antérieures à l'étude magnétique des taches, nous ne citerons que celle d'Emden, qui a mis en évidence l'existence d'une relation entre le mode de rotation du Soleil et la formation des taches ; d'après cette théorie, le Soleil est partagé par des surfaces de discontinuité en une série de couches tournant avec des vitesses angulaires différentes, et les tourbillons qui constituent les taches sont provoqués par le frottement de ces couches les unes sur les autres.

Dans la théorie de Bjerknes, il existe dans chaque hémisphère solaire, à l'intérieur de la photosphère

un immense tourbillon en forme de tore faisant le tour du Soleil en suivant approximativement un parallèle de l'astre ; il émerge par endroit à la surface de la photosphère, et ses deux sections par cette surface représentent deux taches (*fig.* 28). On explique ainsi que les taches soient groupées en général par

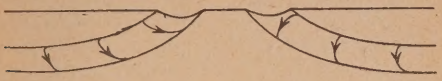


FIG. 28

deux, les deux taches d'un groupe étant sensiblement sur un même parallèle solaire, et ayant des polarités inverses, puisque les deux sections du tore-tourbillon semblent, pour l'observateur extérieur, tourner en sens inverses. On explique aussi que toutes les taches bipolaires d'un cycle aient mêmes polarités, en admettant qu'elles sont toutes formées par le même tourbillon toroïdal.

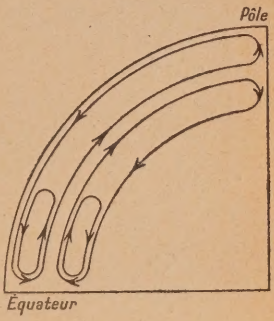


FIG. 29

Pour expliquer la périodicité des taches et leur loi de distribution, Bjerknes admet que le tourbillon toroïdal est entraîné dans un mouvement général de circulation de la matière solaire que représente la figure 29 : dans chaque hémisphère, la matière de la couche superficielle circule, en se refroidissant par rayonnement, du pôle vers l'équateur, puis revient de l'équateur

au pôle, à quelques centaines ou quelques milliers de kilomètres de profondeur, en se réchauffant au contact des couches internes. Il y aurait là une circulation du fluide quelque peu analogue à la circulation par thermosiphon d'une installation de chauffage central : les calculs de Bjerknes montrent qu'elle est mécaniquement et thermodynamiquement stable et qu'elle permet de rendre compte du ralentissement de la rotation aux hautes latitudes. Le renversement des polarités observé par Hale s'explique alors en admettant que chaque hémisphère contient deux tourbillons toroïdaux A et B de sens inverses (*fig.* 30), et que la période de la circulation est de 23 ans. Un cycle d'activité commence lorsque les tourbillons A et A′ arrivent près de la surface, aux latitudes de 30 à 40° ; les taches descendent vers l'équateur sans changer de polarité à mesure que ces tourbillons sont entraînés vers les basses latitudes par la circulation générale, elles disparaissent à l'équateur au bout de 11 ans, et des taches de sens opposés, produites par les tourbillons B et B′, apparaissent en même temps aux hautes latitudes

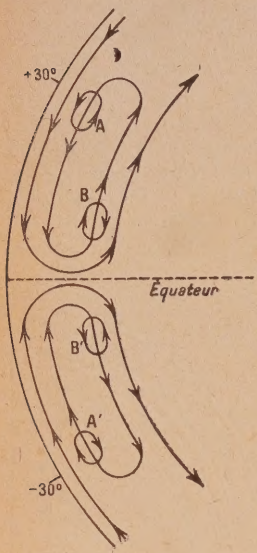


FIG. 30

Il est certain que la théorie de Bjerknes groupe bien la plupart des résultats donnés par les recherches modernes, mais elle ne nous dit pas quelle est la cause qui détermine la formation des courants de circulation générale et qui règle leur vitesse, et encore moins quelle est celle qui produit les tourbillons toroïdaux origine des taches. Elle contient une large part d'hypothèses, et il ne saurait en être autrement, dans l'incertitude où nous sommes encore sur les lois de rotation de l'atmosphère solaire et sur les mouvements de cette atmosphère, surtout dans la partie basse, voisine des taches, que n'atteignent guère les recherches spectrohéliographiques. Elle aura probablement le sort des théories précédentes, et sera sans doute abandonnée à son tour ; mais elle aura marqué, comme ses devancières, une étape dans la voie de nos connaissances sur le régime des mouvements de la matière solaire, et certaines des idées nouvelles apportées par Bjerknes subsisteront, comme les notions fondamentales établies par ses prédécesseurs, dans les futures théories de l'équilibre solaire.

CHAPITRE VII

L'ÉTUDE SPECTROHÉLIOGRAPHIQUE DE L'ATMOSPHÈRE SOLAIRE

Etude des protubérances

Etude visuelle des protubérances. — Nous avons déjà dit (page 112) ce qu'étaient les *protubérances* (PlancheV) et comment on peut, à toute époque, observer leur spectre, en plaçant la fente F du spectroscope tan-

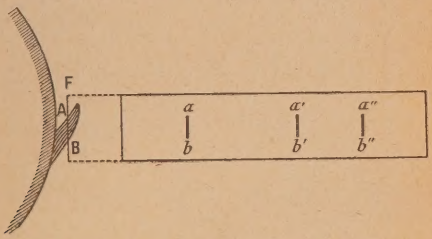


FIG. 31

gentiellement au bord solaire (*fig.* 31) : la partie AB de la fente éclairée par la protubérance donne une série d'images brillantes monochromatiques distinctes *ab*, *a'b'*,... correspondant aux diverses radiations

de l'hydrogène, du calcium et de l'hélium qui constituent son spectre. Si l'appareil est assez dispersif, on peut ouvrir assez largement la fente sans que ces images cessent de se détacher nettement sur la lumière diffusée qui forme le fond continu du spectre. En employant une fente assez large pour contenir

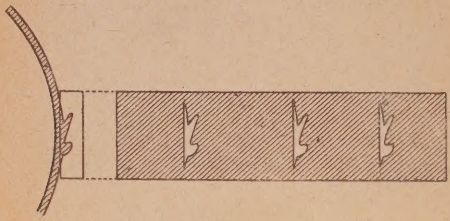


FIG. 32

toute la protubérance, on peut ainsi en obtenir une image d'ensemble (*fig.* 32) : c'est le *procédé de la fente large,* imaginé par Huggins en 1869, et employé par Secchi pour une étude systématique des protubérances par l'observation de l'image rouge donnée par la raie Hα de l'hydrogène.

L'étude de Secchi montra tout de suite que les protubérances, contrairement aux taches, peuvent se trouver à toutes les latitudes, de l'équateur au pôle, et qu'elles sont extrêmement nombreuses : il en compta 2767 dans la seule année 1871. Elles peuvent présenter des formes très variables, ressemblant à des nuages, à des panaches de fumée, à des arborescences, à des éclaboussures. Mais la principale distinction qu'il établit est la distinction entre protubérances quiescentes et protubérances éruptives.

Les *protubérances quiescentes* sont des protubérances dont la forme et la position ne se modifient que très lentement, de sorte qu'elles subsistent pendant des

jours, et même quelquefois pendant une ou deux révolutions solaires. Leur base est très large, pouvant atteindre plusieurs centaines de mille kilomètres, et leur hauteur est assez faible : un tiers d'entre elles seulement atteint 40″, soit 28.000 kilomètres, et un quart s'élève au-dessus de 1′, soit 43.000 kilomètres.

Les *protubérances éruptives* sont au contraire étroites à la base, et s'élèvent rapidement, avec des vitesses de 100, 200, et même 400 kilomètres par seconde, jusqu'à des hauteurs qui sont normalement de 100.000 kilomètres, et atteignent souvent 300 et 400.000 kilomètres ; une protubérance photographiée le 19 novembre 1928 à l'observatoire de Kodaïkanal a même atteint une hauteur de 900.000 kilomètres, très supérieure au rayon du Soleil. Le spectre des protubérances éruptives contient souvent des raies métalliques ; on a même observé lors de certaines éclipses des protubérances qui paraissaient blanches, au lieu d'avoir la couleur rose habituelle, et deux observations de Deslandres, en 1892 et en 1905, semblent indiquer que ces *protubérances blanches* émettent un spectre continu.

Etude photographique des protubérances. — Les premières photographies de protubérances en dehors des éclipses ont été obtenues par Hale en 1891, par le procédé de la fente large, avec les raies H et K du calcium : ces deux raies sont les plus avantageuses, parce qu'elles se trouvent dans la région du spectre où la plaque photographique a le plus de sensibilité, et parce que les raies noires qu'elles donnent dans le spectre normal du Soleil sont tellement larges qu'il leur correspond, même avec une fente large, une région sombre dans le spectre continu de la lumière diffusée. Mais la photographie permet d'obtenir une élimination plus parfaite de la lumière diffusée en

revenant à l'emploi d'une fente étroite, et en juxtaposant sur la plaque les images *ab*, *a'b'*... obtenues lorsqu'on donne à la fente les positions successives AB, A'B',... dont l'ensemble recouvre toute la protubérance (*fig.* 33) : cette juxtaposition s'effectue en déplaçant le spectrographe devant l'image solaire, et en déplaçant en même temps de quantités égales la plaque photographique par rapport au spectrographe, car l'image monochromatique de la fente est fixe par rapport au système dispersif ; c'est cette fixité de l'image qui permet, en l'encadrant dans une seconde fente fixe, aussi étroite que la première, d'éliminer parfaitement la lumière diffusée. Cette méthode d'obtention de l'image d'une protubérance par le *procédé de la fente étroite* avait été indiquée par Janssen dès 1869 (cf. page 192), mais c'est l'emploi de la photographie qui en a permis la réalisation, faite simultanément en 1892 par Hale en Amérique et par Deslandres à Meudon ; le premier utilisait des mouvements continus, le second des mouvements discontinus, et leurs appareils sont le *spectrohéliographe* et le *spectroenregistreur des vitesses* que nous étudierons tout à l'heure.

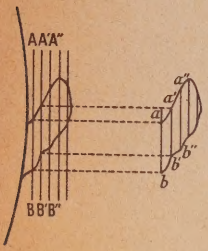


FIG. 33

A l'heure actuelle, les protubérances sont enregistrées, en même temps que la surface même du disque, sur les spectrohéliogrammes que prennent chaque jour différents observatoires. Les Planches VI et VII reproduisent des photographies obtenues à Meudon des protubérances du 14 mai 1925 et du 18 juin 1925 : la première s'est élevée en quelques

heures à 695.000 kilomètres, et la vitesse du sommet a atteint 122 kilomètres par seconde ; la seconde a atteint 420.000 kilomètres, et avait la forme d'une arche lumineuse, de sorte que les vapeurs de calcium semblaient rentrer dans la chromosphère après avoir décrit l'arc entier de la protubérance.

Vitesse et constitution des protubérances. — Nous avons dit que les mouvements d'ascension des protubérances éruptives sont extrêmement rapides, avec des vitesses de 100 kilomètres par seconde ; on observe aussi quelquefois des mouvements horizontaux du même ordre dans le plan du contour apparent du Soleil. Quant aux mouvements suivant la direction d'observation, ils sont donnés par le spectro-enregistreur des vitesses (page 187) ; un des éléments de l'image donnée par cet appareil est en somme un fragment de spectre entourant la raie brillante fine donnée par la partie de la protubérance qui couvre la fente étroite du spectrographe, et les vitesses de ses différents points suivant la direction d'observation se traduisent, par effet Doppler-Fizeau, par des déplacements de cette raie, une vitesse de 100 km/sec correspondant à un déplacement de 1,3 angström. De tels déplacements ont effectivement été quelquefois observés sur les clichés du spectro-enregistreur des vitesses (Planche XI) ; on a en particulier observé à diverses reprises des raies sinueuses (*fig.* 34), indiquant que les vitesses aux points *a*, *b*, *c*, *d* sont alternativement dirigées vers l'avant et vers l'arrière du plan du contour apparent, autrement dit que la matière s'élève en décrivant une hélice dont le pas et le diamètre seraient tous

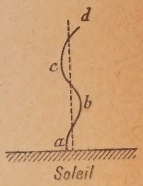


FIG. 34

deux de l'ordre d'une dizaine de secondes (7000 km).

Par quelles forces sont produits ces mouvements rapides, qui vont généralement en s'accélérant, de la matière qui constitue les protubérances ? Il semble naturel de penser à la pression de radiation sélective, qui joue, comme nous l'avons vu, un rôle important dans l'équilibre de la chromosphère : tandis que Pettit déclare que cette hypothèse n'est pas satisfaisante, Milne indique qu'elle suffit à expliquer les phénomènes observés, et qu'une protubérance éruptive est simplement produite par une augmentation accidentelle et locale de l'éclat de la photosphère. Deslandres pense au contraire que les vitesses observées ne sont pas celles de la matière, mais celles de rayons cathodiques qui l'illuminent, et cette interprétation explique bien les trajectoires en hélice, qui seraient celles de rayons cathodiques s'enroulant autour des lignes de force du champ magnétique solaire. Mais il est bien difficile d'admettre que les mouvements des condensations et des banderoles que l'on distingue très nettement dans certaines protubérances ne sont pas des mouvements réels de la matière, et ces mouvements n'ont d'ailleurs peut-être pas la même origine dans tous les cas : s'il existe des protubérances qui semblent s'envoler en dehors de l'atmosphère solaire, il en existe d'autres où les banderoles semblent rentrer dans des taches solaires ou se diriger vers des centres d'attraction, comme si elles y étaient attirées par des forces magnétiques ou électriques.

Il y a lieu de remarquer que les images des protubérances données par les raies du calcium ionisé et par les raies de l'hydrogène ne sont pas identiques, comme on le voit sur la Planche IV pour les protubérances photographiées par Mitchell en même temps que le spectre-éclair ; le calcium paraît généralement

s'élever plus haut que l'hydrogène, mais nous ne savons pas s'il s'agit là d'une différence réelle dans la répartition des vapeurs, ou d'une différence dans leurs conditions d'illumination.

Distribution et classification des protubérances. — Les variations du nombre moyen de protubérances, comme aussi les variations de la surface couverte par les facules, suivent assez exactement les variations périodiques du nombre des taches, de sorte qu'il n'est pas douteux que les nombres relatifs de Wolf représentent bien l'ensemble de l'activité du Soleil. Mais la répartition en latitude des protubérances est différente de celle des taches : cette répartition présente bien, entre 20° et 40° de latitude héliographique, un maximum qui suit le même sort que celui qui correspond aux taches, disparaissant au moment du minimum des taches, puis reparaissant vers 30 ou 40° pour descendre progressivement vers l'équateur au cours du cycle undécennal. Mais il existe dans chaque hémisphère solaire un second maximum à une latitude plus élevée que celle des taches ; il semble se former vers la latitude de 40° à la fin d'un cycle undécennal, et gagner progressivement les régions polaires, pour y disparaître au moment du maximum des taches du cycle suivant. Il est d'ailleurs probable que les deux maxima de la répartition en latitude correspondent à des types de protubérances différents, l'un associé aux taches, l'autre réparti sur toute la surface du Soleil, y compris les régions polaires.

Nous ne savons pas plus interpréter ces lois de répartition que nous ne savons interpréter les mouvements observés dans les protubérances ; les difficultés rencontrées semblent indiquer qu'il y a des protubérances de types très différents, produites

par des causes différentes, et il serait essentiel d'en posséder une bonne classification. Nous ne ferons qu'indiquer ici les principaux types qu'a distingués Pettit, dans un travail, paru en 1925, qui résume l'étude d'un grand nombre de spectrohéliogrammes ; ce sont :

a) Les *protubérances en forme d'éclaboussures*, toujours associées à une tache active, et dessinant, à partir de cette tache, les lignes de force d'un pôle d'aimant (cf. *fig.* 25, page 159) ; le mouvement de la matière s'y fait toujours vers la tache, comme le mouvement des couches hautes de la chromosphère manifesté par l'effet Evershed.

b) Les *protubérances en spirales*, formées par les filets lumineux en hélice signalés par Deslandres : leur hauteur est de 1 à 2 minutes, leur diamètre de 10 à 15 secondes.

c) Les *protubérances éruptives*, elles-mêmes divisées en deux groupes, le groupe c_1 formé par des jets de vapeurs métalliques au voisinage des taches, le groupe c_2, sans relation avec les taches, formé par les protubérances qui, après une longue période de calme, s'envolent et disparaissent rapidement, et par les protubérances à mouvements latéraux où la matière lumineuse semble rentrer dans la chromosphère après avoir décrit à l'extérieur un arc plus ou moins étendu.

Les spectrohéliogrammes donnés par les raies H et K

Le spectrohéliographe. — On peut dire que le spectrohéliographe, dont nous avons déjà indiqué le principe à la page 172, est *un instrument destiné à fournir une image monochromatique du Soleil* : l'organe essentiel en est un spectrographe, muni, à l'endroit où

se forme le spectre, d'une fente sélectrice étroite F' qui ne laisse passer, parmi les rayons issus de la première fente F, que ceux qui correspondent à la radiation choisie. En déplaçant le spectrographe de façon que la première fente F balaye l'image solaire S, et en déplaçant une plaque photographique P derrière la seconde fente F', de façon à y juxtaposer les images des différentes portions du disque recouvertes successivement par la fente F, on obtient l'image monochromatique cherchée ; elle est bien ronde si les déplacements relatifs de la fente F par rapport à l'image S et de la plaque P par rapport à la fente F' sont dans le rapport des distances focales des deux objectifs L et L'.

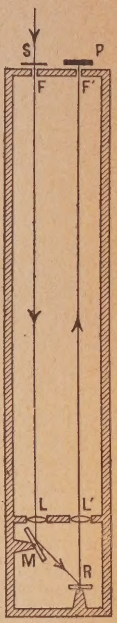


FIG. 35

Dans les premiers appareils, ces déplacements étaient rendus solidaires par un système de leviers. Puis on a employé des spectrographes donnant, directement ou par l'adjonction d'un miroir plan M, une déviation de 180° (*fig.* 35), avec des objectifs L et L' identiques : les deux déplacements peuvent alors être réduits à un seul, le déplacement en bloc du spectrographe et des fentes F et F' devant une image solaire S et une plaque photographique P fixes. C'est le dispositif employé à la tour solaire d'Arcetri, où le spectrographe, disposé verticalement, est constitué par un réseau R à 568 traits par millimètre et deux objectifs L et L' de 15 centimètres d'ouverture et de 4 mètres de distance focale.

Un tel dispositif a l'inconvénient, pour les spectrohéliographes à grande dispersion, de donner à la partie mobile un encombrement de plusieurs mètres, et l'on ne peut assurer sa rigidité que par l'emploi d'un bâti très lourd, de plusieurs centaines de kilogrammes. On réduit au minimum les dimensions et le poids des parties mobiles en revenant, avec un spectrographe fixe, aux deux déplacements distincts : c'est la solution adoptée à Meudon, où le spectrographe employé est celui que nous avons décrit aux pages 86 à 89. L'objectif de projection O (*fig.* 14, page 82, et *fig.* 36) qui forme l'image solaire sur la première fente est porté par un chariot qui se déplace horizontalement : un déplacement de 4 centimètres suffit pour faire traverser la fente par l'image entière, et les miroirs du cœlostat ont des dimensions suffisantes pour que l'objectif ne cesse pas d'être couvert par le faisceau au cours de ce déplacement. En même temps, on déplace la plaque photographique derrière la seconde fente : les mouvements de l'objectif et de la plaque sont commandés par deux moteurs synchrones du type Baudot, par l'intermédiaire de transformateurs de vitesse à démultiplication variable, qui permettent de rendre leur rapport exactement égal à celui des distances focales des objectifs L et L'. Signalons en passant qu'il faut, pour obtenir des images monochromatiques du Soleil parfaitement circulaires, employer des fentes courbes, aussi bien pour la fente d'entrée que pour celle de sortie.

L'instrument de Meudon (*fig.* 17, page 86) peut être employé, soit avec le train de prismes décrit à la page 86, soit avec le réseau décrit à la page 89 : avec un objectif L' ou L'' (*fig.* 17) de 3 mètres de distance focale, on obtient dans les deux cas une image monochromatique d'environ 90 millimètres de diamètre : c'est la hauteur que doit avoir la fente sélectrice. Le réseau est surtout

employé dans le rouge, et le train de prismes dans le violet, où il donne, avec la chambre de 3 mètres, une dispersion correspondant à une distance de 19 millimètres entre les raies H et K.

Cette dispersion linéaire, quoique déjà grande, est insuffisante pour certaines recherches ; nous avons vu qu'elle correspond à une largeur des images monochromatiques d'environ $0^{mm},02$: pour utiliser effectivement le pouvoir de résolution de l'appareil,

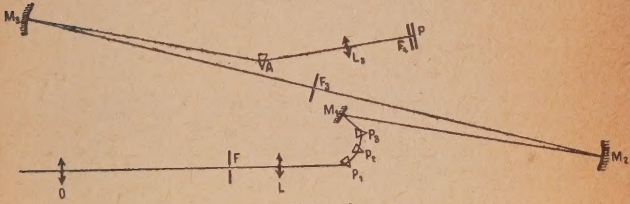


FIG. 36

il faudrait employer une fente sélectrice ne dépassant pas cette largeur, ce qui est presque impossible. On transforme alors le spectrographe en un spectrographe à chambre de 7 mètres en substituant à la lentille L' de l'appareil que représente la figure 17 (page 86) un miroir plan M_1 (*fig.* 36), qui renvoie les rayons sur un miroir concave M_2 de 7 mètres de distance focale, au foyer duquel se trouve en F_3 une fente sélectrice de 22 centimètres de hauteur : la distance des raies H et K devient de 45 millimètres, la dispersion linéaire devient 0,7 angström par millimètre et la largeur des raies monochromatiques données par une première fente étroite est de $0^{mm},05$ environ. En donnant cette largeur à la fente sélectrice, et en prenant une fente d'entrée de $0^{mm},01$, l'intervalle des radiations extrêmes que laisse passer la fente F_3 ne dépasse pas 0,07 angström.

L'image solaire monochromatique qu'on obtient à la fente F_3 a plus de 20 centimètres de hauteur, et son enregistrement direct nécessiterait des poses très longues ; on la ramène à des dimensions plus acceptables par un spectrographe de réduction, composé d'un miroir concave collimateur M_3 de 7 mètres de distance focale, d'un prisme de flint A de 30°, et d'un objectif L_3, pris parmi une série d'objectifs dont les distances focales vont de 30 centimètres à 2 mètres : les dimensions de l'image ainsi obtenues derrière la troisième fente F_4 vont de 9 à 60 millimètres. Cette image est éclairée par toute la lumière monochromatique qui a traversé la fente sélectrice F_3 : on laisse en effet toujours à la fente F_4 une largeur de l'ordre d'un millimètre, très supérieure à la largeur de l'image de F_3. D'autre part le prisme A, dont les faces ont 14 centimètres de côté, est placé à l'endroit où les miroirs M_2 et M_3 donnent une image, ayant environ 80 millimètres de diamètre, du train de prismes P_1 P_2 P_3, et il ne diaphragme en rien les faisceaux ; son rôle est simplement de disperser la lumière parasite qui a pu traverser la fente F_3, de façon que la plus grande partie en soit éliminée par la fente F_4. *On obtient ainsi, sur la plaque photographique* P *mobile derrière la fente* F_4, *une image très lumineuse et formée par une radiation monochromatique très pure.*

La structure de la raie K du spectre solaire. — Les spectrohéliographes ont été employés d'abord à l'isolement des radiations H et K du calcium ionisé : ces deux raies donnent exactement les mêmes phénomènes, mais la raie H, voisine de la raie $H\varepsilon$ de l'hydrogène, est assez difficile à en isoler : aussi emploie-t-on de préférence la raie K, et c'est toujours de cette dernière que nous parlerons. Elle se présente dans une photographie du spectre solaire comme

une raie noire très intense et très large (Planche III, *fig.* 1) : la lumière transmise au centre de la raie est seulement de l'ordre de 10 % de l'intensité du spectre continu voisin, et les *ailes* de la raie, c'est-à-dire les régions où il y a un affaiblissement mesu-

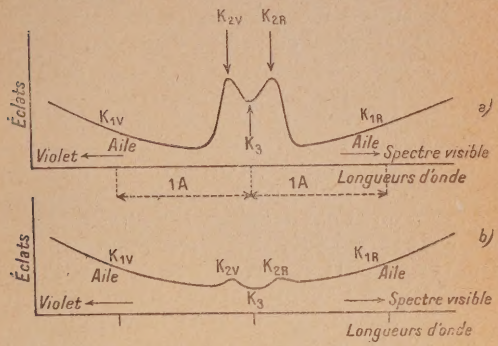


FIG. 37

rable du spectre continu, s'étendent au moins à 15 angströms de part et d'autre du centre.

La raie présente un aspect particulièrement remarquable dans le spectre des facules (Planche III, *fig.* 3) : lorsqu'une facule forme son image sur la fente du spectrographe, *la partie correspondante de la raie K paraît présenter en son centre deux raies brillantes séparées par une raie noire fine*, de sorte que la répartition des intensités est représentée par une courbe ayant la forme qu'indique la figure 37 *a*. Les deux raies brillantes s'appellent les raies K_2, et la raie noire centrale la raie K_3 ; les ailes extérieures aux raies brillantes sont les raies K_1.

Les raies brillantes K_2 existent encore dans les régions non perturbées du disque, et par suite aussi

dans la lumière générale du Soleil : mais elles sont alors à peine visibles. D'après St John, leur éclat ne surpasse que de 2 % celui de la partie voisine des raies K_1, et de 8 % celui de la partie la plus sombre de la raie K_3 (*fig.* 37 *b*). Sur les facules au contraire, l'éclat des raies K_2 est presque égal à celui du spectre continu. La largeur des raies K_2 et K_3 est aussi extrêmement variable d'un point à l'autre du disque : sa valeur moyenne est d'environ 0,15 angström pour chacune des trois raies.

Lorsqu'on place la fente du spectrographe suivant un rayon de l'image solaire, de façon qu'elle dépasse le bord de l'astre, on observe que les raies K_1 s'arrêtent, comme la plupart des raies de Fraunhofer, au bord même du disque défini par la limite du spectre continu. Mais les raies K_2 et K_3 se comportent différemment (Planche III, *fig.* 4) : la raie K_3, qui s'élargit sur le disque en s'approchant du bord, s'élève à quelques milliers de kilomètres au-dessus du bord (cf. page 122), en se rétrécissant suivant une forme en fer de lance. Elle est bordée, sur les trois-quarts de sa hauteur, par les composantes K_2, par rapport auxquelles elle paraît noire ; elle semble ensuite exister seule, et se détache en clair sur le fond noir du champ. Lorsque la fente se trouve sur l'image d'une protubérance, la raie K_3 se poursuit, seule, sur cette image.

Les aspects ainsi observés au bord ont permis à Deslandres de fixer la signification des diverses composantes. *Les larges ailes K_1, limitées au bord solaire, sont produites par les vapeurs basses de calcium qui absorbent la lumière photosphérique.* Au-dessus de cette couche basse se trouvent des vapeurs de calcium, brillamment illuminées au-dessus des facules par un mécanisme que nous ne connaissons pas, et que Deslandres suppose être d'origine électrique : *c'est*

cette couche moyenne qui produit les raies K_2, et le fait que ces raies traversent sans changement d'éclat la limite du spectre continu indique que l'absorption de la lumière photosphérique par la couche basse est complète dans l'intervalle de longueurs d'onde qui leur correspond. Les deux raies K_2 forment en réalité une seule raie, renversée en son centre par l'absorption par une couche élevée moins chaude et moins dense : *c'est la raie d'absorption ainsi produite par la couche supérieure du calcium qui constitue la raie* K_3, et elle apparaît, suivant la règle habituelle, comme une raie d'émission lorsqu'on l'examine à quelques secondes d'arc en dehors du bord du disque, ou dans une protubérance.

Les spectrohéliogrammes de la couche moyenne du calcium. — Dans les premiers spectrohéliographes, la dispersion était faible, et la fente sélectrice laissait passer l'ensemble des raies K_2 et K_3 : pour enregistrer les protubérances, dont la lumière est constituée uniquement par la raie K_3, il fallait employer des poses assez longues, et éviter l'irradiation photographique en cachant l'image du disque par un écran. Mais leur emploi montra rapidement que les résultats les plus intéressants sont ceux que fournit la photographie de tout le disque solaire, photographie réalisée pour la première fois par Hale en 1892 : la lumière qui agit effectivement est alors celle qui est transportée par les raies K_2, et l'on observe des plages brillantes à l'endroit où ces raies sont les plus fortes, c'est-à-dire au-dessus des facules de la surface (Planche IX). Ces *plages faculaires*, comme les facules auxquelles elles correspondent, entourent les taches ; elles n'apparaissent que dans les zones des taches, et leur nombre et leur étendue varient comme ceux des taches au cours du cycle undécennal. En dehors

de ces plages faculaires, on observe sur tout le disque un réseau serré de petites taches brillantes, qu'on appelle des *flocculi* ; la largeur des mailles du réseau de flocculi est de l'ordre de la minute d'arc, et son aspect ne paraît pas changer de façon sensible entre le maximum et le minimum des taches.

Après avoir ainsi enregistré l'image du disque fournie par l'ensemble des trois raies K_2 et K_3 — ce que l'on appelle maintenant l'image K_{23} — on photographia l'image obtenue en isolant par la fente sélectrice une partie de l'une des ailes de la raie K — ce qu'on appelle l'image K_1 (Planche VIII). Le réseau de flocculi s'atténue à mesure que l'on écarte la fente sélectrice du centre de la raie ; en même temps les plages faculaires, très importantes sur les images K_{23} où elles recouvrent partiellement les taches, diminuent progressivement d'étendue et d'éclat ; à 6 ou 7 angströms du centre de la raie, l'image a pris l'aspect des images directes de la photosphère : il n'y a plus de plages brillantes qu'au bord du disque, et elles y reproduisent exactement les facules de l'observation sans spectroscope.

Il est facile d'interpréter ces variations, en remarquant que les ailes de la raie K sont simplement produites par l'absorption de l'atmosphère solaire, tandis que les raies K_2 sont dues à une émission localisée dans la couche moyenne de cette atmosphère. Au bord des ailes K_1, l'absorption est faible, et l'on voit jusqu'à la photosphère elle-même, de sorte qu'*on enregistre l'image de la photosphère avec ses facules, par la partie de son spectre continu que laisse passer la fente sélectrice* (cf. page 196). A mesure que l'on rapproche cette dernière fente du centre, l'absorption augmente, et l'on voit de moins en moins loin dans l'atmosphère solaire ; à 5 ou 6 angströms du centre de la raie, apparaît l'émission propre des

vapeurs de calcium de la couche basse ; puis le niveau de l'observation continue à s'élever, et l'on enregistre l'émission des vapeurs de la couche moyenne lorsqu'on est arrivé à la raie K_2. La correspondance entre les plages faculaires K_2 et les facules de la surface montre que *cette émission propre est provoquée par le rayonnement photosphérique*, et que son intensité va en croissant avec celle de ce rayonnement ; le mécanisme de l'illumination est d'ailleurs inconnu : il peut être, suivant Deslandres, d'origine électrique. Quant aux flocculi, ils doivent sans doute aussi reproduire, en les amplifiant, des maxima de rayonnement de la photosphère trop faibles pour être observés directement ; lorsque les images solaires sont exceptionnellement bonnes, ils paraissent subdivisés en grains de l'ordre de la seconde d'arc, qui doivent correspondre à la granulation photosphérique.

La couche supérieure du calcium. — Au-dessus de la couche moyenne produisant les raies K_2 se trouve une couche élevée de vapeur de calcium produisant la raie d'absorption K_3 : il faut, pour enregistrer sa structure, enregistrer les variations d'intensité de cette raie, et pour cela ne laisser passer dans la fente sélectrice du spectrohéliographe que la raie K_3, à l'exclusion des raies K_2. Comme la raie K_3 est étroite, et que l'intensité lumineuse qu'elle transporte est faible, il faut pour cela un spectrographe à grande dispersion, où la lumière parasite soit parfaitement éliminée : les premières images K_3 ont été obtenues par Deslandres en 1908 avec le grand spectrohéliographe à trois fentes et à chambre de 7 mètres de Meudon, avec une fente sélectrice de 0,03 angström. On obtient d'ailleurs, pour le travail courant, des images suffisamment pures avec la chambre de 3 mètres et une fente de $0^A,15$: c'est le dispositif

employé à Meudon pour enregistrer quotidiennement — sauf mauvais temps — l'aspect de la couche supérieure ; l'obtention de l'image complète ne demande guère, par temps clair, qu'une vingtaine de minutes.

L'emploi d'une fente fine permet aussi d'obtenir des images K_2 pures (Planche IX), en plaçant la fente sur une des raies K_2 : la différence d'éclat entre les raies K_2 et K_3 est telle que cette image K_2 ne diffère pas de l'image K_{23} précédemment décrite. L'image K_3 (Planche X) présente également la même structure générale ; toutefois les flocons du réseau de flocculi sont plus larges et les plages faculaires plus diffuses, recouvrant entièrement les taches : il semble que le phénomène qui produit l'illumination s'épanouisse à mesure qu'on s'élève dans l'atmosphère solaire. D'autre part les plages faculaires sont souvent entourées de zones légèrement plus sombres que le fond, que Deslandres appelle des *circumfaculeś* : elles correspondent à des régions où la composante K_3, généralement étroite sur les facules, est anormalement élargie.

Mais *les caractères les plus remarquables des images K_3 sont l'enregistrement au bord du Soleil des protubérances*, dont la lumière est précisément constituée par la raie K_3, et *la présence sur le disque de longues lignes noires très nettes*, sans relation avec les taches, que Deslandres a appelé les *filaments*. Lorsqu'on suit un filament sur les épreuves quotidiennes, on constate toujours, au moment où il arrive au bord du disque, qu'il y apparaît comme une protubérance : *les filaments sont des protubérances vues en projection sur le disque*, et produisant un assombrissement anormal de la raie K_3 par l'interposition, à l'extérieur de la chromosphère, d'une épaisseur considérable de vapeur de calcium très peu dense. Les images K_3 permettent

donc de suivre les protubérances au cours de toute la rotation solaire, au lieu de ne les observer que sur le contour apparent du Soleil, et c'est pour cette raison qu'on les enregistre quotidiennement à Meudon, de façon à pouvoir dresser, pour chaque rotation solaire, une carte complète des filaments.

L'enregistrement des vitesses radiales. — Le spectro-enregistreur des vitesses (page 173) est maintenant réalisé à Meudon avec le même appareil que le spectro-héliographe, en ouvrant à environ un millimètre la fente sélectrice de la chambre de 3 mètres. Pour une position donnée de l'image solaire, on obtient alors sur la plaque une fraction de spectre comprenant les raies K_3, K_2 et le commencement des ailes K_1 ; on voit ainsi (Planche XI) quels sont les élargissements ou les assombrissements de ces raies aux différents points du Soleil dont l'image se forme sur la fente d'entrée. Si les points correspondants de la couche supérieure du calcium sont animés de vitesses suivant la direction d'observation, la raie K_3 se trouve déplacée par effet Doppler-Fizeau ; les mouvements de cette couche sont ainsi immédiatement rendus visibles par la sinuosité de la raie K_3 (*fig.* 2, Planche XI), et l'on peut mesurer leur vitesse en mesurant les déplacements de la raie par rapport au bord de la fente, dont la position dans l'échelle des longueurs d'onde peut elle-même être déterminée par l'emploi d'un spectre de comparaison fourni par un arc électrique.

Si maintenant on déplace l'image solaire devant la première fente et la plaque derrière la seconde fente de quantités correspondant à la largeur de cette seconde fente, on enregistre à côté du premier un second spectre donné par une nouvelle section de l'image solaire. Ces déplacements sont réalisés automati-

quement, par une modification du dispositif de commande du spectrohéliographe, de façon à inscrire successivement 90 petits spectres (Planche XI, *fig.* 1), correspondant à 90 sections différentes du Soleil ; les poses ne se font que lorsque le mouvement est arrêté, et la fente est masquée par un obturateur pendant les déplacements.

Les épreuves du spectro-enregistreur montrent que *les filaments sont généralement animés de mouvements ascensionnels*, dont les vitesses sont de l'ordre de 0,2 à 3 kilomètres par seconde. Mais on observe quelquefois des mouvements beaucoup plus rapides, et certains filaments s'élèvent avec des vitesses de 100 kilomètres par seconde, pour disparaître après quelques heures : c'est le phénomène des protubérances éruptives du groupe c_2 de Pettit, qui peut être ainsi observé même lorsque la protubérance ne se trouve pas au bord du Soleil lorsqu'elle s'envole. Il est à noter que le spectro-enregistreur des vitesses permet d'apercevoir des filaments à un instant où ils ne sont plus visibles sur les spectrohéliogrammes : une vitesse de 100 km/sec produit un déplacement de la raie K_3 de plus d'un angström, qui est tel qu'elle sort entièrement de la fente sélectrice étroite du spectrohéliographe, et que son assombrissement ne peut plus être enregistré par cet appareil.

Sur les plages faculaires, les mouvements de la haute atmosphère de calcium sont en général des mouvements descendants : comme ces plages recouvrent les taches, cette observation est bien en accord avec ce que nous avons dit à la page 164 des mouvements de l'atmosphère solaire au voisinage des taches. Deslandres a également observé *un mouvement général descendant sur les parties non perturbées du disque*, avec une vitesse voisine de 1 kilomètre par seconde : nous avons déjà signalé ce résultat (page 130), en parfait accord avec celui qu'a

obtenu St John dans l'étude du déplacement des raies solaires par rapport aux raies terrestres.

On voit que le spectro-enregistreur des vitesses fournit un ensemble de résultats extrêmement important sur la circulation générale et les mouvements accidentels de l'atmosphère solaire. Mais le dépouillement complet de chacune des images qu'il fournit exigerait des milliers de mesures sur les positions des raies, ou mieux d'enregistrements microphotométriques de leur position et de leur intensité : c'est une étude que les ressources en personnel de l'observatoire de Meudon ne lui permettent malheureusement pas d'entreprendre.

Les spectrohéliogrammes donnés par les raies autres que les raies H et K

L'emploi des raies de l'hydrogène. — Les raies de l'hydrogène ne présentent pas dans le spectre solaire de composantes brillantes analogues aux raies K_2. Mais nous savons qu'une raie de Fraunhofer ne paraît noire que par contraste, et elle contient toujours assez de lumière pour permettre une photographie monochromatique du disque solaire, à condition qu'on emploie une fente assez étroite pour ne pas la déborder et un spectrohéliographe assez parfait pour éliminer les lumières parasites. Les premiers spectrohéliogrammes de l'hydrogène ont été pris en 1903 par Hale avec les raies $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$: ils ont surtout montré un *réseau de plages faculaires et de flocculi sombres*, analogue, dans sa forme générale, au réseau brillant des images K_2, mais en formant le contre-type. Les progrès de la sensibilisation au rouge des plaques photographiques permirent à Hale en 1908 d'obtenir

des spectrohéliogrammes avec la raie Hα : ces images, caractérisées aussi par un réseau de flocculi sombres, se montrèrent très riches en fins détails : en particulier on y discerne, autour des taches, un groupement des flocculi dessinant des tourbillons (cf. page 162) que Hale a appelé les *Solar Vortices* (Planche XII, *fig.* 1). D'autre part si les masses d'hydrogène s'y reconnaissent en général par le renforcement de leur absorption, certaines au contraire apparaissent exceptionnellement brillantes (Planche XII, *fig.* 2).

Les spectrohéliogrammes de Hale étaient obtenus

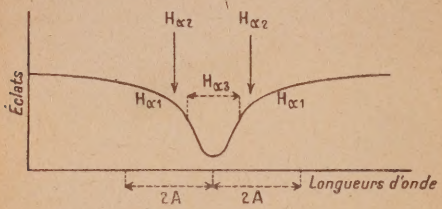


FIG 38

avec une fente large au moins d'un angström, isolant la raie entière. L'emploi du spectrohéliographe à trois fentes de Meudon, avec le réseau et la chambre de 7 mètres, permit en 1909 à Deslandres et d'Azambuja d'utiliser une fente sélectrice de $0^A,15$ et de séparer les effets des différentes parties de la raie. La répartition des intensités dans la raie Hα est représentée par la courbe de la figure 38 : au centre de la raie l'intensité est de l'ordre de 20 à 30 % de celle du spectre continu, et elle varie peu sur une largeur de l'ordre de $0^A,8$; puis l'intensité augmente brusquement lorsque la distance au centre passe de $0^A,4$ à $0^A,7$, et enfin la raie se termine par des ailes très larges et très peu marquées. Au bord du Soleil, la raie Hα présente le même

aspect que la raie K : une composante centrale, qu'on appelle $H\alpha_3$, ayant, comme K_3, une forme en fer de lance, s'élève à une hauteur de l'ordre de 7000 km et est bordée aux trois-quarts de sa hauteur par deux composantes plus brillantes, que l'on appelle $H\alpha_2$. La largeur de la raie $H\alpha_3$ est de l'ordre de 1,2 angström, de sorte que les composantes $H\alpha_2$ en se prolongeant sur le disque se trouveraient sur les ailes peu absorbantes : on s'explique ainsi qu'elles n'y soient pas visibles, parce qu'elles ne se détachent pas sur un fond noir comme les composantes K_2, beaucoup plus voisines du centre de la raie d'absorption. L'aspect au bord de la raie $H\alpha$ n'en montre pas moins nettement qu'il convient d'y distinguer trois régions, analogues aux régions K_1, K_2, K_3, dont l'emploi successif au spectrohéliographe donne des images correspondant à des niveaux de plus en plus élevés de l'atmosphère solaire.

Les trois couches de l'hydrogène. — Un spectrohéliogramme pris avec une fente étroite située tout entière sur l'aile de la raie $H\alpha$ ne présente pas un aspect différent de celui des photographies directes du Soleil. Les caractères particuliers n'apparaissent nettement, avec une fente de $0^A,15$, que lorsqu'elle est à $0^A,50$ du centre, c'est-à-dire aux lisières de la raie noire du disque, à l'emplacement où l'on observe au bord les composantes brillantes ; la structure (Planche XIII) obtenue alors, correspondant à ce que l'on appelle *la couche basse de l'hydrogène*, est caractérisée par les plages et flocculi sombres, contre-type de ceux du calcium. L'assombrissement de ces plages, marqué dans leur spectre par un élargissement de la raie noire centrale, qui déborde de ses lisières usuelles et envahit la fente sélectrice entière au lieu de paraître s'arrêter en son milieu, est dû sans doute à une augmentation de la pression ou de

la densité des masses absorbantes d'hydrogène.

Lorsque la fente est à 0^A, 25 du centre, on obtient *l'image de la couche moyenne, dont la caractéristique est une granulation qui rappelle la granulation photosphérique*, mais dont les grains sont en moyenne plus gros, les plus petits ayant des dimensions de l'ordre de deux secondes d'arc ; c'est dans cette image que les *solar vortices* sont les plus marqués (Planche XII). Les flocculi sombres de la couche basse ont disparu, et l'on commence à apercevoir, avec des contrastes assez peu marqués, les plages brillantes et les filaments noirs de l'image de la couche supérieure.

Cette dernière image s'obtient en plaçant la fente sélectrice au milieu même de la raie noire $H\alpha_3$: la granulation n'y est plus qu'à peine visible, les *solar vortices* sont très peu marqués, et *l'aspect général de l'image* (planche XIV) *est très voisin de celui de l'image* K_3. Les protubérances du bord et les filaments noirs sur le disque y apparaissent avec netteté, et l'on y retrouve des plages faculaires brillantes occupant les mêmes positions que celles du calcium, mais beaucoup plus réduites en étendue : elles doivent, comme celles du calcium ionisé, reproduire les variations du rayonnement de la surface.

La structure particulière de l'image de la couche moyenne, qui est caractérisée par la granulation et les *solar vortices* et qui n'apparaît que quand les plages faculaires disparaissent, ne paraît au contraire pas pouvoir être reliée aux détails de la surface ; *elle doit réellement représenter l'état de l'hydrogène au niveau où elle se produit* (cf. page 197).

Le spectrohélioscope. — Lorsque Janssen indiquait en 1869 le principe de l'appareil qui est devenu le spectrohéliographe, il avait en vue l'observation

visuelle des protubérances à l'aide de la raie Hα, et il pensait que l'on pourrait réaliser un déplacement du spectroscope assez rapide pour que l'œil reconstitue de lui-même l'image de la protubérance balayée par la fente. L'observation visuelle présente sur l'observation photographique l'avantage de pouvoir être

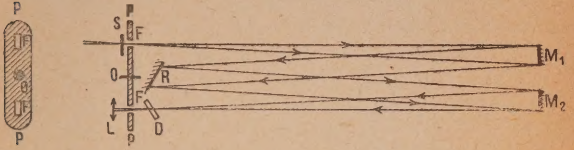


FIG. 39

continue, et de ne pas obliger à de longues manipulations avant que l'on sache s'il y a sur le Soleil un objet intéressant à surveiller : c'est pourquoi Hale reprit en 1923 l'idée primitive de Janssen, et construisit le *spectrohélioscope*.

L'organe essentiel du spectrohélioscope installé par Hale à Pasadena est un spectrographe dont l'organe dispersif est un réseau plan R et dont les objectifs sont deux miroirs concaves M_1, M_2 de 4 mètres de distance focale (*fig.* 39) ; la fente sélectrice F' est placée dans le prolongement de la fente d'entrée F, et les deux fentes sont portées par une même pièce métallique PP, susceptible d'osciller autour de l'axe O par rapport auquel elles sont symétriques l'une de l'autre. La fente F' reste toujours, dans ce mouvement, l'image monochromatique de la fente F : grâce à la persistance des impressions visuelles, la lumière qu'elle laisse passer reconstitue pour l'œil, qui l'examine avec l'oculaire L, l'image monochromatique de la partie de l'image solaire S que balaye la fente F. Le mouvement d'oscillation

de la pièce PP, dont l'amplitude totale est d'environ 6 millimètres, est commandé par un moteur électrique, et on lui donne la fréquence nécessaire pour faire disparaître le papillotage de l'image. Les fentes ont une largeur d'un dixième de millimètre, et isolent une bande spectrale d'environ 0,4 angström : l'image obtenue au centre de la raie Hα montre alors nettement les filaments et les *solar vortices*.

Lorsqu'un filament est animé d'une vitesse considérable, la raie d'absorption qu'il produit est fortement déplacée par effet Doppler-Fizeau, et sort de la seconde fente pour une vitesse de l'ordre de 30 kilomètres par seconde : le filament n'est plus visible. Hale le rend à nouveau visible en ramenant la raie sur la seconde fente par l'interposition d'une lame à faces parallèles D, qui produit un déplacement du spectre dans son plan ; ce déplacement est facilement calculable en fonction de l'inclinaison de la lame D sur le faisceau ; la mesure de l'inclinaison qui ramène le filament à sa visibilité maximum permet ainsi de calculer la vitesse du filament, de sorte que le spectrohélioscope peut fournir les mêmes renseignements que le spectro-enregistreur de vitesses de Deslandres.

Hale a étudié un certain nombre d'éruptions d'hydrogène, qui se produisaient généralement au voisinage de taches actives. Les masses brillantes d'hydrogène se trouvent généralement en plaçant la seconde fente du côté violet de Hα : *elles correspondent donc à des gaz en mouvement ascendant rapide*, illuminés probablement par de puissantes décharges électriques. Les filaments noirs s'observent au contraire du côté rouge de Hα, et *sont produits par l'absorption de masses d'hydrogène descendantes*. La figure 40 représente, à titre d'exemple, un filament observé le 15 août 1926 : les trois parties A, B, C du filament étaient séparément visibles pour des incli-

naisons différentes de la lame D, les vitesses avec lesquelles elles s'éloignaient de l'observateur étant respectivement de 22, 45 et 50 kilomètres. L'hydrogène constituant le filament tombait donc, d'un mouvement accéléré de A en C, dans le tourbillon de la tache, et ce filament était la trace d'une protubérance appartenant au groupe *a* de Pettit (page 176).

Spectrohéliogrammes de raies de la couche renversante. — En dehors des raies chromosphériques du calcium et de l'hydrogène, un certain nombre de raies métalliques ont été employées pour l'obtention de spectrohéliogrammes : les premiers essais sont ceux qui ont été faits par Deslandres en 1894 et par Hale et Ellerman en 1903. Mais la plupart des spectrohéliogrammes anciens ont été obtenus avec des dispersions insuffisantes, de sorte que l'image est due surtout aux ailes de la raie, et n'est guère, comme nous l'avons vu à propos de la raie K_1 (page 184), qu'une image de la surface ; ce n'est qu'en 1907 que Deslandres et d'Azambuja obtinrent des images vraiment caractéristiques des raies du fer 4046 et 4384, et c'est seulement en 1927-1928 que d'Azambuja a pu étudier complètement au spectrohéliographe à trois fentes de Meudon une douzaine de raies dont la hauteur dans le spectre éclair de Mitchell varie de 500 à 7000 kilomètres. Nous ne parlerons ici que de ces dernières recherches, faites avec une fente sélectrice de l'ordre de 4 à 5 centièmes d'angström, et nous n'en donnerons guère que les résultats les plus nets, obtenus par l'emploi de raies à ailes fortes, comme les raies 4046 et 4384 du fer, ou 3838 et 5184 du magnésium, dans lesquelles l'absorption est encore notable à un angström du centre de la raie.

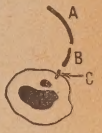


FIG. 40

Lorsque la fente sélectrice se trouve à l'extrémité de l'aile, le spectrohéliogramme est identique à une image directe du Soleil ; à mesure qu'on la rapproche du centre de la raie, on voit apparaître des plages faculaires et des flocculi analogues à ceux de l'image K_1 du calcium, puis, après un maximum de visibilité, plages et flocculi brillants disparaissent presque complètement lorsqu'on arrive à la lisière qui sépare la raie de ses ailes. On interprète ces résultats en remarquant que, à mesure que l'absorption croît, on voit de moins en moins loin dans l'atmosphère solaire ; le niveau d'observation, qui part de la photosphère, s'élève progressivement, et les facules doivent présenter un maximum de visibilité au moment où il coïncide avec le leur. Ainsi *les plages brillantes obtenues avec les ailes ne sont autre chose que les facules vues par transparence et enregistrées à l'aide de leur spectre continu* ; la nature de la vapeur absorbante ne joue aucun rôle dans ces spectrohéliogrammes, comme le montre le fait que l'apparition des plages brillantes se produit toujours, aussi bien pour les raies de la couche renversante que pour la raie K_1, pour un même contraste de l'aile par rapport au spectre continu, contraste correspondant à une absorption d'environ 30 %.

Les plages faculaires et les flocculi brillants réapparaissent lorsque la fente sélectrice est placée au centre de la raie, c'est-à-dire lorsqu'on observe la couche la plus haute de la vapeur métallique. Ils ne peuvent plus alors être produits par un simple phénomène d'absorption, et ils doivent correspondre, comme dans le cas des images K_3 et $H\alpha_3$, à *un renforcement de l'émission provoqué par le rayonnement des parties les plus actives de la photosphère.*

L'image centrale présente, en même temps que les plages faculaires, une faible granulation qui devient très marquée au moment où les plages dis-

paraissent, c'est-à-dire lorsque l'on place la fente sélectrice à la lisière qui sépare la raie médiane de l'aile. Cette granulation se distingue nettement de la granulation photosphérique, ses grains, d'un diamètre apparent moyen de 5 à 10 secondes, étant beaucoup plus gros ; elle ressemble au contraire beaucoup à la granulation observée aux lisières de la raie Hα, et elle n'en diffère que par l'absence des *solar vortices*, qui se produisent sans doute à un niveau supérieur à celui qu'atteignent les raies étudiées.

Cette granulation, qui ne correspond à aucun détail de la photosphère, doit nous révéler la structure propre de la couche renversante : des comparaisons faites entre des images simultanées de la raie 4227 du calcium neutre et de l'une ou l'autre des deux raies 4202 et 4384 du fer ont montré que la distribution et la forme des grains étaient les mêmes pour ces deux éléments, de sorte que l'on peut penser que l'on a effectivement enregistré dans les images aux lisières la forme des courants de convection de la couche renversante. L'aspect granulaire peut alors s'interpréter en supposant que ces courants dessinent des cellules-tourbillons, analogues à celles que Bénard a obtenues dans une couche mince de liquide chauffée par le bas et refroidie par le haut ; leur localisation apparente aux lisières tient à ce qu'ils ne sont visibles que lorsque la lumière photosphérique est complètement supprimée par l'absorption et lorsqu'ils ne sont pas masqués par les renforcements d'émission provoqués par le rayonnement des facules : c'est l'importance exceptionnelle de ces renforcements dans le cas du calcium ionisé qui fait qu'aucun des spectrohéliogrammes obtenus avec la raie K ne montre la structure granulaire.

Signalons enfin qu'avec deux raies, les raies 4202 du fer et 4078 du strontium ionisé, les images aux

lisières présentent des plages sombres analogues à celles que l'on obtient aux lisières de la raie Hα : d'Azambuja les interprète de la même façon (cf. page 191), et remarque à l'appui de cette interprétation que les raies qui les présentent sont précisément celles pour lesquelles la lisière semble séparer une partie médiane et une aile d'intensités très différentes.

Conclusion. — On voit quelle est l'importance des résultats déjà acquis par l'emploi de l'instrument dû à Hale et à Deslandres, sous ses trois formes, spectrohéliographe, spectro-enregistreur des vitesses, spectrohélioscope. Il permet l'étude permanente des protubérances et de la chromosphère, aussi bien sur le disque qu'au bord du Soleil, l'enregistrement des facules et de leur action sur le rayonnement chromosphérique, la distinction des différents niveaux de l'atmosphère solaire et de leurs structures particulières.

Le développement des études spectrohéliographiques, la multiplication des mesures de vitesses, leur application à des raies des niveaux les plus bas nous donneront sans doute un jour une connaissance assez complète des mouvements de l'atmosphère solaire : c'est là un résultat d'autant plus important à poursuivre que les études théoriques sur l'équilibre de cette atmosphère n'ont guère abouti jusqu'ici (cf. page 141) qu'à montrer l'impossibilité de cet équilibre en dehors de l'existence d'un régime permanent de tourbillons.

CHAPITRE VIII

LA COURONNE

L'aspect général de la couronne

L'observation de la couronne. — Nous avons déjà dit que, lors d'une éclipse totale, le Soleil paraît entouré d'une immense luminosité blanche qu'on appelle la *couronne*. La couronne a sans doute déjà été observée par les anciens, et elle a été décrite par Kepler à l'éclipse de 1605 et par Cassini à celle de 1706 : mais on croyait alors qu'il s'agissait d'un phénomène produit par l'atmosphère terrestre, et ce n'est guère qu'après les observations faites par Baily et par Arago à l'éclipse de 1842 que l'on pensa qu'il s'agissait réellement d'une luminosité liée au Soleil. La couronne fut photographiée pour la première fois à l'éclipse de 1869, et depuis cette époque, elle a été étudiée visuellement, photographiquement, et spectroscopiquement à peu près à chaque éclipse totale.

Malheureusement, comme nous le verrons tout à l'heure, la couronne n'est pas visible en dehors des éclipses totales, c'est-à-dire qu'on ne peut l'apercevoir en moyenne que quelques minutes par an, au prix d'expéditions souvent longues et toujours coûteuses. On comprend ainsi que nos connaissances sur la cou-

ronne ne progressent que très lentement : il faut, pour juger de l'importance des résultats acquis, penser qu'*ils ont été obtenus par des observations dont la durée totale ne représente sans doute pas deux heures.* Signalons pourtant dès maintenant que Lyot a montré récemment (1930) qu'il est possible de réaliser en dehors des éclipses certaines observations sur son rayonnement (pages 208 et 211) : on peut donc espérer que nos connaissances sur la couronne progresseront plus rapidement dans l'avenir.

La faible durée de la totalité d'une éclipse ne permet pas de voir et de dessiner exactement tous les détails de la couronne, de sorte que le seul procédé d'étude possible est la photographie. Les meilleures photographies s'obtiennent avec une chambre dirigée directement vers le Soleil : les appareils sont en effet exposés avant l'éclipse au rayonnement solaire, et l'on a toujours à craindre, dans l'emploi d'un cœlostat, des déformations de l'image dues à l'échauffement du miroir ou à des courants d'air s'élevant au-dessus du sol. On a pourtant utilisé aussi des chambres horizontales recevant les rayons d'un cœlostat, lorsqu'on voulait obtenir des images à grande échelle par l'emploi d'objectifs à longs foyers : on a employé jusqu'à un objectif de 40 mètres de distance focale. De telles chambres sont d'ailleurs peu lumineuses, et ne peuvent guère être employées que pour photographier les parties intérieures de la couronne ; les parties extérieures, beaucoup moins brillantes, doivent être photographiées avec des objectifs à distance focale moyenne et à grande ouverture ; elles semblent s'étendre d'autant plus loin que l'objectif est plus lumineux et la pose plus longue.

En fait, la grande différence d'éclat entre les diverses parties de la couronne empêche toujours qu'on puisse l'étudier toute entière sur un même cliché : pour obtenir

une image de la couronne intérieure permettant l'étude des détails, il faut une pose courte ; ces détails disparaissent par surexposition et irradiation pour les poses longues qui donnent l'image de la couronne extérieure. Il faut d'ailleurs, pour obtenir cette dernière image sans être gêné par la lumière de la couronne intérieure, employer des plaques anti-halos, et, pour distinguer le plus de détails possible, développer les plaques avec un révélateur très lent, tel que le pyrogallol, qui affaiblit les contrastes.

La forme de la couronne et ses mouvements internes. — Nous possédons depuis 1869 une série assez importante de photographies de la couronne : elles montrent de façon très nette que *sa forme dépend essentiellement de la phase du cycle undécennal de l'activité solaire à laquelle se produit l'éclipse.*

Aux époques de maxima des taches (éclipses de 1871, 1882..., 1927), la couronne est sensiblement circulaire, et présente l'aspect d'un gigantesque dahlia (Janssen), ou d'une auréole avec des rayons proéminents dans de nombreuses directions irrégulièrement réparties (Planche XV). Aux époques de minima des taches (éclipses de 1878, 1889, 1900, 1922), elle est moins étendue (Planche XVI), sauf dans le plan de l'équateur solaire où elle présente de très longues banderoles ; leur éclat va en décroissant à mesure qu'on s'éloigne du Soleil, et l'œil peut les suivre jusqu'à ce qu'elles se perdent dans la lumière diffusée par le ciel : Langley, observant l'éclipse de 1878 à une altitude de 4.300 mètres, les a suivies d'un côté jusqu'à une distance du Soleil égale à 24 rayons solaires. Les couronnes de minima sont également caractérisées par l'existence, au voisinage des pôles du Soleil, de filaments relativement courts, dont la forme courbe semble dessiner les lignes de force du

champ magnétique au voisinage d'un pôle d'aimant. Enfin, lorsque l'éclipse se produit à une époque intermédiaire entre celles du maximum et du minimum des taches, on observe des couronnes de type intermédiaire ; les rayons les plus longs peuvent se trouver dans la zone des taches, et donner à la couronne une apparence rectangulaire.

Les photographies permettent de mesurer la position des détails de la couronne : c'est ainsi qu'on a mesuré la position de l'axe de symétrie des filaments polaires des couronnes de minima : on a trouvé qu'il coïncide exactement, dans la limite des erreurs de mesure, avec l'axe de rotation du Soleil. Dans les couronnes de maxima, on observe généralement, comme détails remarquables, des arches sombres entourant les protubérances qui existent alors toujours sur le contour du Soleil ; rappelons à ce propos que ces protubérances sont d'une chaude couleur rose, qui contraste de façon frappante, dans l'observation visuelle, avec la couleur blanc d'argent de la couronne.

Le fait que la couronne change de forme d'une année à l'autre conduit à l'idée que la matière qui la constitue doit être en mouvement continuel ; mais il est extrêmement difficile de mettre ce mouvement en évidence, par suite de la difficulté de trouver des points de repère précis sur les clichés. La durée de la totalité dépasse rarement cinq minutes, et il faudrait des vitesses très grandes pour qu'il puisse y avoir une différence appréciable entre les photographies prises au commencement et à la fin de l'éclipse. Les conditions sont plus favorables si l'on compare les photographies prises à deux stations différentes, où l'éclipse a lieu à des instants différents, dont l'intervalle peut dépasser deux heures : cette comparaison a été essayée en 1905, en 1918 et en 1926. Il semble bien que les arches sombres qui entourent les

protubérances s'écartent du Soleil, avec une vitesse de 16 km/sec d'après les observateurs de 1918, de 1,3 km/sec d'après ceux de 1926, mais ces résultats

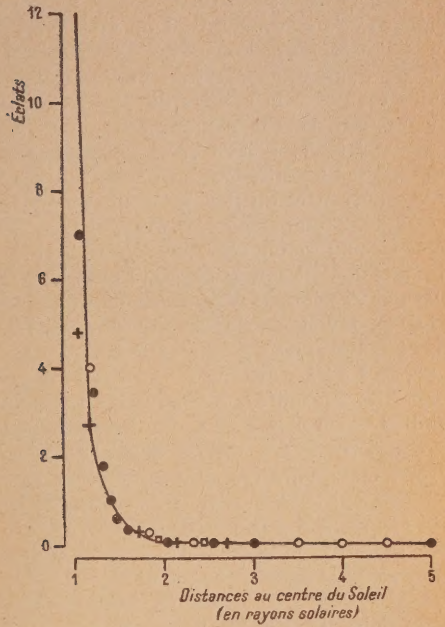


FIG. 41

sont encore bien imprécis, et la seule chose que l'on puisse affirmer est que l'*on ne trouve pas dans la couronne les vitesses considérables que l'on rencontre couramment dans les protubérances.*

Etude photométrique de la couronne. — On peut, sur

une photographie de la couronne, mesurer le noircissement du cliché en chaque point : les lois classiques de la photométrie photographique permettent alors de calculer en valeur relative l'éclat de chacune des régions de la couronne, tout au moins après que l'on a fait les corrections nécessaires pour tenir compte de ce qu'une partie de l'impression photographique est due à la lumière diffusée par le ciel et au halo produit dans la plaque par la lumière de la couronne intérieure. L'éclat n'est naturellement pas le même suivant les différents rayons : pour une même distance r au centre du Soleil, l'éclat est en général 2 à 3 fois plus grand sur les rayons polaires que sur les rayons équatoriaux.

Mais la loi de variation la plus intéressante à étudier est celle qui exprime la diminution de l'éclat le long d'un même rayon : elle est représentée, d'après Stetson et Andrews, par la courbe de la figure 41, dont les abscisses sont les distances r au centre exprimées en prenant comme unité le rayon solaire. Les points de formes différentes portés sur la figure représentent les mesures effectuées par différents observateurs jusqu'en 1926 ; on voit que ces mesures sont somme toute assez concordantes, et qu'*il existe un contraste très marqué entre la décroissance très rapide de l'éclat dans la couronne intérieure, et sa décroissance beaucoup plus lente dans la couronne extérieure.* Dans la première, pour $r = 2$, l'éclat est environ 100 fois plus faible qu'au bord même du Soleil ($r = 1$) et décroît en raison inverse de la sixième ou de la septième puissance de r ; dans la seconde au contraire, pour $r > 3$, il ne décroît plus qu'en raison inverse du carré de r.

On a également mesuré à différentes reprises l'intensité lumineuse totale de la couronne ; la mesure peut être faite avec un photomètre quelconque : on éclaire la plage photométrique, au moyen d'un

système optique convenable, par une surface du ciel de quelques degrés de diamètre contenant l'ensemble de la couronne, et l'on fait la correction nécessaire pour tenir compte de la partie de l'éclairement due à la lumière diffusée par le ciel. Il faut aussi tenir compte de l'absorption atmosphérique, qui dépend de la hauteur sur l'horizon à laquelle se produit l'éclipse : on fait généralement la mesure en comparant l'éclairement que produit la couronne à celui que fournit une lampe électrique étalon, et l'on utilise ensuite le même appareil à la mesure de l'éclairement produit par la pleine lune à la même hauteur sur l'horizon. On peut ainsi évaluer, de façon indépendante de l'absorption atmosphérique, le rapport de l'intensité lumineuse totale de la couronne à celle de la pleine Lune. Voici les nombres trouvés depuis 1905 pour ce rapport, avec l'indication de la méthode photométrique qui les a fournis :

1905	Fabry	visuelle	0,75
	Knopf	—	0,85
1929	Danjon	—	0,37
1905	Graff	photographique	0,26
	Schwarzschild	—	0,17
1908	Perrine	—	0,11
1925	Parkhurst	—	0,27
1908	Abbot	calorifique	0,20
1925	Pettit et Nicholson	—	0,47
1926	Stetson et Coblentz	—	0,52
1918	Kunz et Stebbins	photo-électrique	0,50
1922	Briggs	—	0,33
1925	Kunz et Stebbins	—	0,43
1929	Danjon	—	0,43

On voit que *l'éclairement que produit la couronne est de l'ordre de grandeur de la moitié de celui que produit la pleine lune* : mais les mesures sont trop divergentes pour qu'on puisse donner une conclusion plus précise, ou pour qu'on puisse rechercher comment il varie au cours du cycle solaire. La comparaison entre les différentes éclipses est d'ailleurs encore compliquée par le

fait que le Soleil et la Lune y apparaissent avec des diamètres relatifs différents, de sorte que la hauteur de la partie de la couronne intérieure cachée par la Lune varie d'une éclipse à l'autre ; la variation d'intensité qui en résulte est très importante, parce que c'est précisément cette partie de la couronne qui est de beaucoup la plus lumineuse : les mesures de distribution de l'éclat conduisent à la conclusion que la moitié de la lumière émise provient d'une zone de 3 minutes d'épaisseur apparente ; le rayon de la Lune peut, à certaines éclipses, surpasser de 1 minute celui du Soleil, et l'on estime à environ 40 % la proportion de la lumière coronale qu'elle masque alors ; le phénomène a d'ailleurs été bien mis en évidence, dans les éclipses à totalité assez longue de 1918 et de 1929, par le fait que l'intensité lumineuse de la couronne au milieu de l'éclipse n'était que les deux tiers de l'intensité au début de la totalité, quand la Lune ne cachait la couronne intérieure que d'un seul côté.

Il semble que l'on échapperait à ces difficultés, et à celles que produit l'éclairement par la portion de chromosphère et les protubérances qui peuvent dépasser le disque lunaire, en comparant les éclats en des points bien définis, c'est-à-dire en organisant le photomètre de façon à isoler l'image d'une petite région de la couronne : mais la difficulté est alors qu'il n'est guère possible, étant donnée la variation rapide de l'éclat et la difficulté d'avoir de bonnes images, de préciser suffisamment la position de cette région. Quelques mesures ont pourtant été faites par cette méthode : il semble que *la brillance de la couronne à 1′ ou 1′5 du bord du Soleil est de l'ordre de grandeur de celle de la pleine lune.*

Notons en passant qu'à cette distance du bord du Soleil, la lumière diffusée par l'atmosphère terrestre, même aux stations de haute altitude et dans les

meilleures conditions de pureté de cette atmosphère, est telle que l'éclat du ciel est beaucoup plus grand que celui de la pleine lune. Dans les conditions usuelles, il est au moins 2.000 fois plus grand : il n'y a donc aucun espoir de jamais arriver à voir ou à photographier directement la couronne en dehors des éclipses totales.

La polarisation de la lumière coronale. — La lumière émise par la couronne se distingue de la lumière émise par le Soleil ou par la chromosphère en ce qu'elle est partiellement polarisée : si l'on examine la couronne à travers un nicol, son aspect semble changer lorsqu'on tourne le nicol : en un point donné, l'éclat paraît maximum lorsque le plan de polarisation de la lumière transmise par le nicol contient le centre du Soleil, ce que l'on exprime en disant que *la polarisation est radiale.* L'existence de cette polarisation a été reconnue à l'éclipse de 1860 par Secchi et Prazmowski ; elle a été mesurée visuellement par divers observateurs aux éclipses de 1878 à 1905, en la compensant par la polarisation partielle produite par une pile de glaces, et en employant un polariscope de Savart pour vérifier que la compensation est bien réalisée. Ces mesures ont montré que la polarisation, très faible au bord même de la Lune, croît d'abord à mesure qu'on s'en éloigne, atteint un maximum à 7 ou 8 minutes du bord, puis décroît lentement : à l'endroit du maximum, la proportion de lumière polarisée est d'environ 11 %.

Ces résultats ont été confirmés par les observations photographiques faites depuis 1901, généralement en photographiant la couronne à travers un prisme biréfringent : on obtient ainsi deux images fournies par les composantes des vibrations lumineuses correspondant à deux directions rectangulaires ; la mesure

des noircissements aux points correspondants des deux images permet de déterminer le rapport de leurs intensités, et d'en déduire la proportion de lumière polarisée. On a encore trouvé une polarisation radiale, présentant un maximum à environ 5 minutes du bord de la Lune ; la valeur trouvée pour la proportion maximum de lumière polarisée est de 37 %. Elle est notablement plus grande que dans le cas de l'observation visuelle, parce que la longueur d'onde moyenne des radiations impressionnant la plaque photographique est beaucoup plus courte que celle des radiations auxquelles l'œil est sensible ; le rapport de 37 à 11 est à peu près, comme le prévoit la théorie (page 212), égal à la quatrième puissance de l'inverse du rapport des longueurs d'onde.

Nous avons vu, que, en dehors des éclipses, la couronne nous est cachée par la lumière, beaucoup plus intense, diffusée par l'atmosphère terrestre : l'état de polarisation de cette lumière diffusée doit être modifié par la superposition de la lumière coronale, puisque celle-ci est fortement polarisée. Cette modification a pu être mise en évidence par Lyot en 1930, grâce à l'emploi d'un polariscope extrêmement sensible et au choix d'une station d'observation particulièrement favorable au point de vue de la pureté de l'atmosphère. Dans une série de mesures faites à l'observatoire du Pic du Midi, à l'altitude de 2860 m, il a trouvé que la polarisation du ciel était nulle au delà de 6′ du bord solaire, qu'elle atteignait une valeur de l'ordre de 1 à 2 % à 3′ du bord, et il a réussi à dessiner, par les courbes d'égale polarisation, la forme de la couronne solaire.

Les lois de la polarisation de la lumière diffusée par le ciel au voisinage du Soleil ne sont d'ailleurs pas assez bien connues pour qu'on puisse attacher une signification précise aux différents nombres que nous

avons cités dans ce paragraphe : le travail de Lyot, en ouvrant la possibilité d'observations continues, indépendantes des éclipses, nous permet d'espérer que l'on arrivera bientôt à connaître ces lois avec précision, et à savoir quelles corrections il faut faire aux valeurs observées pour en déduire les valeurs des polarisations proprement coronales.

Le spectre de la couronne et son interprétation

Le spectre de raies brillantes. — Le spectre de la couronne a été observé pour la première fois à l'éclipse de 1869 par Harkness et par Young, qui signalèrent tous deux l'existence dans ce spectre d'une raie verte intense ; d'autres raies brillantes furent découvertes par la suite, mais ce n'est guère qu'aux éclipses de 1893 et de 1898 que les travaux de Fowler, Deslandres, Campbell, etc., permirent de distinguer nettement les raies coronales des raies chromosphériques et de mesurer leurs longueurs d'onde.

Le spectre de la couronne peut être obtenu avec un spectrographe sans fente (cf. page 164), dans lequel les raies brillantes donnent des anneaux, images de la partie intérieure brillante de la couronne. Lorsque l'on veut mesurer de façon précise leurs longueurs d'onde, on emploie plutôt un spectrographe à fente, dont on dispose la fente suivant le diamètre équatorial du Soleil ; on peut ainsi obtenir le spectre de la couronne extérieure, en employant une fente assez longue pour s'étendre jusqu'aux limites de la couronne, et en posant aussi longtemps que le permet la durée de la totalité.

Les raies brillantes apparaissent toujours au milieu d'un spectre continu, où se distinguent assez faiblement les raies de Fraunhofer ; elles contiennent

toujours les plus importantes des raies chromosphériques (raies H et K et raies de l'hydrogène), même lorsque la pose est faite au milieu de la totalité, à un moment où la chromosphère est entièrement cachée par la Lune. Mais ces raies proviennent en réalité de la chromosphère, et parviennent à l'observateur par suite de leur diffusion dans l'atmosphère terrestre : la preuve en est qu'elles ne sont pas limitées dans le spectre à l'image de la couronne, mais qu'elles s'étendent aussi sur l'image de la Lune, où il ne saurait y avoir que de la lumière diffusée.

Le spectre de raies brillantes émis réellement par la couronne se réduit sans doute à une quinzaine de raies, dont les plus intenses sont d'abord la raie verte $\lambda = 5303^{A}$, puis une raie ultra-violette $\lambda = 3388^{A}$ et une raie rouge $\lambda = 6374^{A}$. Ces raies ne coïncident avec celles d'aucun élément connu (1) : aussi, lorsqu'on eut reconnu l'impossibilité de les identifier et la simplicité de l'ensemble du spectre qu'elles constituent, on les attribua à un élément hypothétique, qu'on appela le *coronium* : mais nous ne sommes guère plus fixés aujourd'hui qu'il y a trente ans sur ce que peut être cet élément. Les progrès de nos connaissances sur la structure de la matière indiquent qu'il n'y a pas place pour un corps nouveau dans le tableau des éléments chimiques ; mais, de même qu'un atome qui a perdu un électron donne un spectre, le spectre d'étincelle, entièrement différent du spectre d'arc donné par l'atome neutre, les atomes qui ont perdu deux, trois électrons donnent des spectres nouveaux, les *spectres d'étincelle d'ordre supérieur*. Il paraît vraisemblable que les raies coronales sont des raies d'étincelle d'ordre supérieur d'éléments

(1) Hopfield a pourtant proposé d'identifier la raie 6374, avec une raie, connue depuis longtemps, du spectre de l'oxygène.

connus ; comme les longueurs d'onde d'un certain nombre d'entre elles sont liées par des relations arithmétiques semblables à celles qui existent dans les séries spectrales connues, il est probable que leur ensemble peut être produit par un très petit nombre d'ions, ou peut-être même par un seul ; mais notre connaissance des spectres d'étincelle d'ordre supérieur est encore trop rudimentaire pour que nous puissions avoir une idée de leur nature.

L'ignorance où nous sommes de la nature de l'ion qui les produit rend impossible l'interprétation des variations observées dans l'intensité des raies brillantes coronales. Leur émission ne paraît pas se produire dans toute la couronne : à l'éclipse de 1922, la plupart d'entre elles n'étaient visibles que dans la région qui s'étend de 4 à 6 minutes du bord solaire, la raie verte s'étendant toutefois jusqu'à 8 minutes. Elles étaient d'ailleurs très faibles à cette éclipse, qui coïncidait avec un minimum des taches, tandis qu'elles étaient beaucoup plus intenses dans les couronnes appartenant au type de maximum, telles que celles de 1918 et de 1927 : il n'est pas douteux que l'intensité de leur émission est liée au cycle général de l'activité solaire.

Les deux raies 5303 et 6374 ont pu être photographiées par Lyot, en 1930, à l'observatoire du Pic du Midi, *sans qu'il y ait eu d'éclipse de Soleil*, avec un spectrographe sur la fente duquel on formait l'image de la partie du ciel voisine du Soleil. Ce résultat remarquable a été obtenu par une construction soignée de l'objectif de projection et du spectrographe, permettant une bonne élimination de la lumière diffusée ; il ouvre la voie à l'obtention en tout temps de photographies de la couronne par un spectrohéliographe travaillant avec la raie verte 5303.

Le spectre continu. — Le spectre continu sur lequel se détachent les raies brillantes transporte au total beaucoup plus de lumière que ces raies, et l'on peut dire que c'est à lui que correspond pratiquement toute l'intensité lumineuse de la couronne. Il montre les raies de Fraunhofer dans la partie extérieure, jusqu'à 8 ou 10 minutes du bord du Soleil ; il arrive d'ailleurs, lorsque l'éclipse ne se produit pas très haut sur l'horizon ou lorsque le temps n'est pas très clair, que la diffusion par l'atmosphère terrestre superpose au spectre de la couronne un spectre de Fraunhofer assez intense pour que les raies soient visibles jusque sur la Lune.

Le spectre de Fraunhofer de la couronne extérieure est certainement dû à la diffusion de la lumière solaire par les particules qui la constituent : la lumière de la couronne extérieure présente en effet toutes les caractéristiques de la lumière diffusée par les molécules d'un gaz. Les plus nettes sont sa polarisation radiale, et l'absence de radiations de grande longueur d'onde, correspondant au fait que la quantité de lumière diffusée par un gaz varie en raison inverse de la quatrième puissance de la longueur d'onde ; cette absence des radiations de grande longueur d'onde, qui produit dans la diffusion par l'atmosphère terrestre la couleur bleue du ciel, se manifeste dans la lumière coronale par la diminution de sa polarisation lorsqu'on passe de l'observation photographique à l'observation visuelle ; elle est bien mise en évidence dans une photographie obtenue par Danjon à l'éclipse de 1929 avec un écran qui ne laissait passer que les radiations infra-rouges de longueur d'onde $\lambda = 0\mu,80$, photographie qui montre une diminution très rapide d'intensité dans la couronne extérieure.

La position des raies de Fraunhofer de la couronne extérieure a pu être comparée avec assez de précision

à leur position dans le spectre de la lumière diffusée par le ciel pour mettre en évidence un léger déplacement vers le rouge, à l'Est comme à l'Ouest : pour expliquer que le déplacement soit le même des deux côtés du Soleil, le plus simple est d'admettre qu'il est produit, par effet Doppler-Fizeau, par un mouvement radial de la matière diffusante, qui s'éloigne du Soleil. Moore a trouvé pour ce mouvement, à l'éclipse de 1922, une vitesse de 26 kilomètres par seconde, du même ordre de grandeur que celle qu'on a trouvée dans le mouvement des détails de la couronne intérieure.

Comme nous l'avons dit, les raies de Fraunhofer ne sont plus visibles dans le spectre de la couronne intérieure : cette disparition est peut-être due, tout au moins partiellement, à ce que ce spectre est généralement surexposé, de sorte que les contrastes y sont très affaiblis. Il n'est pas certain qu'il ne soit pas encore un spectre de diffusion ; il peut aussi être un spectre de rayonnement thermique, dû à ce que la partie de la couronne la plus voisine du Soleil est à une température très élevée. Cette température est de toutes façons inférieure à celle de la photosphère : si le spectre est d'origine thermique, il doit par suite être moins riche en radiations violettes et plus riche en radiations rouges que celui de la photosphère ; si au contraire c'est un spectre de diffusion, il doit être moins riche en radiations rouges. Il serait donc important de connaître la répartition spectrale de l'énergie rayonnée par la couronne intérieure : d'après des mesures faites par Coblentz et Stetson en 1925, il y aurait, à 2 minutes du bord du Soleil, une beaucoup plus grande proportion de radiations infrarouges que dans le spectre solaire ; d'après des mesures faites par Pettit et Nicholson à la même éclipse, il y en aurait un peu moins ; d'après des mesures faites

par Ludendorff à l'éclipse de 1923, la répartition de l'énergie entre les longueurs d'onde 3.820 et 4.840 angströms est la même dans le spectre de la couronne et dans celui du Soleil, et en particulier les deux maxima correspondent à la même longueur d'onde.

Il est probable qu'il y a superposition des deux types de spectres dans la couronne intérieure : mais on voit que les mesures faites jusqu'ici ne permettent pas une conclusion nette. D'une façon générale, notre connaissance du spectre de la couronne est encore fort incomplète : on ne s'en étonnera pas, si l'on songe qu'on l'a jusqu'ici observé pendant à peine une heure, et encore dans des conditions atmosphériques qui n'étaient pas toujours favorables.

Théories de la couronne. — On peut espérer que nos connaissances sur la couronne progresseront plus vite dans l'avenir qu'elles ne l'ont fait jusqu'ici, depuis que les recherches de Lyot ont montré la possibilité d'étudier en dehors des éclipses, d'une part la partie de son rayonnement qui correspond au spectre continu, partiellement polarisé (page 208), et d'autre part celle qui correspond aux raies brillantes du coronium. Mais, à l'heure actuelle, nos connaissances sont encore trop imprécises pour qu'il soit possible d'édifier, et surtout de vérifier par l'observation, une théorie de la couronne. Quelques remarques peuvent pourtant être faites dès maintenant.

D'abord, il est certain que la couronne n'est pas une atmosphère gazeuse comme la chromosphère : une atmosphère d'une telle épaisseur créerait à sa base une pression colossale, alors que nous savons que la pression dans la chromosphère est extrêmement faible. D'ailleurs des comètes ont traversé la couronne en 1843 et en 1882 sans que leur marche en ait subi

aucune modification, alors que les étoiles filantes s'enflamment dans notre atmosphère à des hauteurs de 100 ou 150 kilomètres, où l'air est tellement raréfié que la diffusion de la lumière solaire est devenue négligeable.

La couronne ne peut pas non plus être formée, comme l'avait supposé Arrhénius, de gouttelettes liquides ou de fragments solides supportés par la pression de radiation : la température au voisinage du Soleil est trop élevée pour que de tels fragments puissent subsister sans se volatiliser dans la couronne intérieure. Ils formeraient alors un gaz, dont les molécules ne pourraient pas être supportées par la pression de radiation, parce que les forces que produit cette pression sont négligeables par rapport au poids pour des particules matérielles, telles que les atomes ou les ions qu'ils peuvent fournir par perte de leurs électrons, dont le diamètre est petit par rapport à la longueur d'onde.

Il paraît donc difficile d'échapper à l'idée que *la couronne est constituée par des particules beaucoup plus légères que les atomes de n'importe quel élément ;* Schwarzschild a proposé en 1906 d'admettre que ces particules sont des électrons, 1.800 fois plus légers que les atomes d'hydrogène. Les rayons coronaux — banderoles équatoriales et filaments polaires — sont alors les trajectoires que décrivent les électrons sous l'action du champ magnétique solaire (page 231) ; les variations de leur forme, liées au cycle des taches, seraient dues à l'émission de très nombreux électrons par les taches ou par les régions actives qui les entourent.

La théorie électronique de la couronne a été développée récemment par Anderson, qui a montré qu'elle permet de rendre compte de l'intensité de la lumière coronale et de ses variations avec la distance

au Soleil : les électrons sont en effet susceptibles de diffuser de la lumière, tout comme les atomes, et le « gaz d'électrons » peut sans doute émettre aussi, dans la couronne intérieure, un spectre de rayonnement thermique. L'hypothèse que la couronne est constituée par un « gaz d'électrons » semble être actuellement la seule possible, à condition bien entendu d'admettre que ce gaz contient aussi, dans les parties internes, les atomes ou les ions qui émettent le spectre de raies brillantes. Mais on se demande comment un tel gaz peut être en équilibre, et ne pas tomber sur le Soleil sous l'action des forces électrostatiques considérables qui doivent s'exercer entre les charges négatives des électrons et les charges positives égales que laisse nécessairement subsister à la surface du Soleil l'émission de ces électrons : il y a là une énigme qui n'est pas résolue à l'heure actuelle.

CHAPITRE IX

ACTIONS ÉLECTRIQUES ET MAGNÉTIQUES DU SOLEIL

L'activité solaire et le magnétisme terrestre

Les variations périodiques du magnétisme terrestre. — On sait qu'en un lieu donné le champ magnétique terrestre subit chaque jour de petites variations, affectant à la fois son intensité et sa direction. Etudions par exemple la déclinaison, c'est-à-dire l'angle que fait la direction de l'aiguille aimantée d'une boussole avec la direction du méridien géographique : dans nos régions, le pôle Nord de l'aiguille se déplace de l'Est à l'Ouest de 8 heures à 14 heures, puis revient de l'Ouest à l'Est de 14 heures jusqu'à la tombée de la nuit, reste immobile pendant la nuit, et achève son retour à sa position la plus à l'Est le matin jusqu'à 8 heures. C'est ce qu'on appelle la *variation diurne de la déclinaison ;* son amplitude totale varie d'une saison à l'autre ; elle atteint en été un maximum d'environ 11 minutes, en hiver un minimum d'environ 2 minutes, et sa moyenne annuelle est d'environ 8 minutes.

Cette moyenne annuelle elle-même varie d'une année à l'autre, entre des limites voisines de 7 et de 12 minutes. Lamont reconnut en 1851 que cette variation est périodique, et lui attribua une période d'environ

10 ans 1/3 ; puis Wolf, de Zurich, reconnut sa concordance avec la variation des taches solaires. La figure 42 reproduit les deux courbes donnant d'année en année l'amplitude moyenne de la variation diurne de la

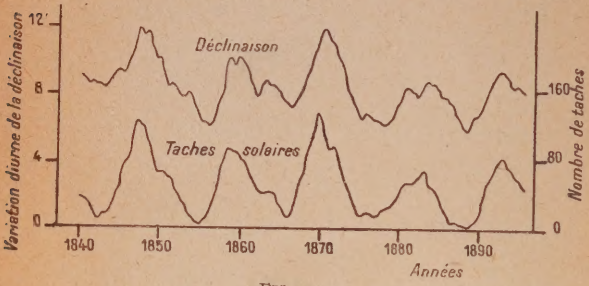


FIG. 42

déclinaison et le nombre moyen de taches solaires : on y voit nettement leur parallélisme complet, et en particulier leur caractère périodique commun, avec dans chaque période une ascension rapide suivie d'une descente lente. Il n'est donc pas douteux qu'*il y a une relation de cause à effet entre l'activité solaire et les variations périodiques du magnétisme terrestre.*

Les orages magnétiques et les aurores polaires. — En dehors des variations régulières dont nous venons de parler, le champ magnétique terrestre présente quelquefois des variations brusques, ou des séries de variations brusques se produisant à intervalles irréguliers, qu'on appelle des *orages magnétiques*. Un orage magnétique peut durer plusieurs heures, et quelquefois même dépasser une journée ; les variations du champ y sont beaucoup plus grandes que les variations périodiques : la déclinaison varie souvent de plus de 1 degré, et l'intensité du champ peut varier de 10 %. Pendant les

nuits d'orage magnétique, on observe souvent, surtout dans les pays de latitude élevée, mais quelquefois aussi dans les régions de latitude moyenne comme la France, des *aurores polaires*, c'est-à-dire l'apparition dans le ciel de luminosités de formes très variées, rayons parallèles ou convergents, arcs ou draperies.

Les orages magnétiques et les aurores polaires sont plus nombreux aux époques des maxima de l'activité solaire. La relation entre les orages et les taches est d'ailleurs plus étroite qu'une simple relation statistique : *les orages magnétiques intenses se produisent presque toujours lorsqu'il existe un groupe important de taches au voisinage du centre du Soleil.* D'après un relevé fait par Maunder en 1903, la position en longitude héliographique du groupe de taches au début de l'orage est comprise entre 20° à l'Est et 48° à l'Ouest du méridien central, soit dans un intervalle de 68°, tel que l'orage commence en moyenne 26 heures après le passage des taches au méridien central. Ces résultats statistiques peuvent s'interpréter en admettant que chaque tache active émet des rayons dans une direction déterminée, faisant un angle de moins de 34 degrés avec la verticale solaire, et que ces rayons mettent 26 heures à atteindre la Terre. Les résultats de Maunder ont été confirmés plus tard par Cortie, qui a tenu compte dans sa discussion de la latitude héliographique des taches, et par Ricco, qui, ayant tenu compte dans la statistique d'orages postérieurs à 1903, trouve un retard moyen de 40 à 50 heures.

L'importance de l'orage magnétique n'a d'ailleurs aucune relation avec l'étendue du groupe de taches, et certains groupes peuvent fort bien ne produire aucune perturbation de l'aiguille aimantée, soit que les rayons soient émis dans une direction qui n'atteint pas la Terre, soit que les groupes soient réellement inactifs. Il est probable que les perturbations sont

produites en réalité par les protubérances qui entourent certaines taches ; en tous cas, bien que nous ne sachions pas encore discerner avec certitude les régions actives du Soleil, il n'en est pas moins certain que les orages magnétiques et les aurores polaires sont produits par le passage de telles régions en face de la Terre : c'est ainsi que les statistiques montrent une répétition périodique des orages à 27 jours d'intervalle : cet intervalle, égal à la révolution synodique R du Soleil, correspond au retour de la même région active en face de la Terre. D'après une statistique faite par Deslandres sur les orages de 1926, on trouverait souvent des séries d'orages se répétant à des intervalles de R/24, de sorte que la structure du Soleil comporterait à chaque instant des régions actives, sortes de régions volcaniques à émission particulièrement intense, réparties régulièrement en longitude avec des intervalles de 15° ; on peut noter que Buss a signalé en 1915 que les taches solaires se suivent souvent à un intervalle de 60° en longitude.

Orages magnétiques et éruptions solaires. — Parmi les régions du Soleil les plus actives au point de vue du magnétisme terrestre se trouvent toujours celles qui présentent des éruptions brillantes à l'observation visuelle ou à l'observation spectrohéliographique. On cite toujours à cet égard l'observation classique de Carrington en 1859 : il observa une lueur qui dura cinq minutes, dans un groupe de taches, et quelques heures après se déclencha un violent orage magnétique qui dura plusieurs jours ; des observations analogues furent rapportées par Young en 1871 et par Trouvelot à Meudon en 1891 : dans ce dernier cas, la perturbation magnétique coïncida avec l'éruption à une minute près.

A l'heure actuelle, les éruptions solaires sont généralement mises en évidence par les spectrohélio-

grammes pris avec la raie Hα, parce que les plages brillantes y sont exceptionnelles et y sont réellement caractéristiques d'éruptions. Nous donnons ci-dessous comme exemple le tableau des observations relatives à trois éruptions de 1926 ; la dernière, observée à Meudon, est celle dont l'aspect est représenté par la Planche XII : les masses d'hydrogène, exceptionnellement brillantes, se sont développées avec une très grande rapidité, et ont ensuite fait place à des masses sombres tombant sur le Soleil avec une vitesse, mesurée au spectro-enregistreur des vitesses, de 130 kilomètres par seconde :

Observateur :	Janvier 1926 Hale	Février 1926 Royds	Octobre 1926 d'Azambuja et Grenat
—	—	—	—
Eruption solaire :			
Début	le 24 à 19 h. 40 m.	le 22 à 2 h. 21 m.	le 13 à 13 h. 15 m.
Durée	28 heures	7 h. 1/4	1 h. 1/4
Orage magnétique :			
Début	le 26 à 16 h. 30 m.	le 23 à 16 h. 30 m	le 14 à 20 h.
Retard sur l'éruption	45 heures	38 heures	31 heures
Durée	13 heures	37 heures	32 heures
Aurore polaire :			
Date : nuit du.....	26 au 27	23 au 24	15 au 16
Région d'observation	Allemagne Norvège Amérique N. Australie	Etats-Unis	France

Un grand nombre d'orages de ce type ont été observés depuis que la raie Hα est employée régulièrement aux spectrohéliogrammes, et le développement du spectrohélioscope doit permettre de suivre de plus près les détails des éruptions qui les provoquent. Ces éruptions sont toujours assez voisines du centre du Soleil pour que l'on puisse admettre, comme tout à l'heure, que les rayons qui atteignent la Terre sont émis en faisant avec la verticale solaire un angle inférieur à une trentaine de degrés ; l'orage magnétique commence en moyenne 25 à 30 heures après l'éruption solaire, et son maximum se produit en

moyenne 45 heures après celui de l'éruption ; comme le montrent les exemples que nous avons cités, ces valeurs ne sont que des moyennes entre des nombres individuellement très différents.

Le mécanisme des variations du champ magnétique terrestre. — Nous avons admis dans les paragraphes précédents que les régions actives du Soleil agissaient sur le champ magnétique terrestre par l'émission de rayons se propageant jusqu'à la Terre. Il est évident en effet que les champs perturbateurs de l'ordre du centième de gauss observés dans les orages magnétiques ne peuvent pas être les champs créés directement par la région solaire active, considérée comme un aimant ou un système de courants électriques : si elle créait à la distance où se trouve la Terre un champ d'un centième de gauss, elle créerait à son voisinage dans la chromosphère et la couche renversante des champs formidables, de plusieurs millions de gauss, qui produiraient dans le spectre des bouleversements qui n'existent pas.

C'est en arrivant sur la Terre que les rayons émis par les régions actives doivent provoquer des modifications dans les phénomènes qui créent le champ magnétique terrestre ; il est naturel d'admettre que ces modifications affectent la fraction du champ créé par les courants électriques qui circulent dans la haute atmosphère terrestre ; cette haute atmosphère, certainement très ionisée, doit en effet être assimilée à une couche conductrice, tournant dans le champ magnétique dû à l'aimantation de la masse de la Terre ; elle est par conséquent constamment parcourue par des courants électriques, dont l'intensité varie avec sa conductibilité, c'est-à-dire avec son ionisation.

L'existence d'une couche conductrice entourant la Terre à haute altitude est mise en évidence par les

phénomènes qui accompagnent la propagation des ondes de la télégraphie sans fil, et en particulier des ondes courtes : on est conduit à admettre que ces ondes se réfléchissent sur une couche conductrice, dont l'altitude est de 100 à 200 kilomètres. La pression à cette hauteur doit être de l'ordre de 10^{-4} millimètre de mercure, et le libre parcours des ions y est assez grand pour qu'ils puissent atteindre des vitesses de l'ordre de 100 à 200 kilomètres par seconde : l'hypothèse que ce sont ces déplacements des ions de la haute atmosphère qui produisent les orages magnétiques se trouve confirmée par le fait que l'enregistrement d'un même orage à différentes stations assez éloignées semble indiquer que la perturbation initiale se propage à la surface de la Terre avec une vitesse de cet ordre.

Les variations intenses de l'ionisation qui produisent les orages magnétiques s'accompagnent nécessairement de phénomènes de luminescence, et la relation entre les orages et les aurores polaires se trouve ainsi naturellement expliquée. La hauteur de ces aurores a pu être déterminée directement par Störmer, par les procédés trigonométriques classiques, en photographiant simultanément les rayons auroraux à plusieurs stations différentes : la base de ces rayons se trouve à une hauteur comprise généralement entre 90 et 130 kilomètres, résultat qui concorde parfaitement avec la valeur que nous avons indiquée tout à l'heure pour l'altitude de la couche conductrice.

Il ne semble donc pas douteux que *les variations du magnétisme terrestre sont produites par les modifications de l'ionisation de la haute atmosphère terrestre due à l'action de rayonnements émis par les parties actives du Soleil.* Les variations d'intensité de ces rayonnements suivent le cycle général de l'activité solaire, et produisent les variations périodiques du champ

terrestre. D'autre part, leur émission est extraordinairement renforcée dans certains groupes de taches, et surtout aux points où se produit une éruption solaire ; lorsque les rayons émis par ces régions exceptionnellement actives atteignent la Terre, ils provoquent une augmentation considérable de l'ionisation, qui produit les orages magnétiques et s'accompagne des phénomènes lumineux constituant les aurores polaires.

Le rayonnement électronique et le champ magnétique du Soleil

Les rayons corpusculaires émis par le Soleil. — Quelle est la nature du rayonnement que nous avons considéré dans les paragraphes précédents ? L'ionisation de la haute atmosphère est certainement provoquée et entretenue de façon permanente par les rayons ultra-violets émis par le Soleil : nous avons vu que ces rayons sont absorbés par les couches élevées de l'atmosphère, où ils jouent un rôle fondamental dans la production et dans l'équilibre chimique de la couche d'ozone (page 39) ; ils y produisent certainement en même temps une ionisation intense par effet photo-électrique. Les variations diurnes, annuelles et undécennales du champ magnétique terrestre sont sans doute produites par les variations d'ionisation qui résultent des différences d'illumination entre le jour et la nuit ou entre l'été et l'hiver et des différences dans le rayonnement ultra-violet du Soleil d'une année à l'autre ; on peut espérer que la preuve en sera apportée un jour par l'étude des variations de la couche d'ozone et des variations du rayonnement ultra-violet dont nous avons parlé aux pages 32 et 39.

Mais il est invraisemblable que les parties actives du Soleil dont l'action produit les orages magnétiques et les aurores polaires émettent un excès suffisant de radiations ultra-violettes pour expliquer les effets considérables observés ; d'ailleurs, si ces effets étaient provoqués par des radiations électromagnétiques, dont la vitesse de propagation est toujours égale à celle de la lumière, les phénomènes liés à une éruption se produiraient à l'instant même où l'on aperçoit cette éruption. L'existence d'un retard de quelques dizaines d'heures impose donc que *les rayons agissants sont des rayons corpusculaires*, se propageant avec une vitesse relativement faible. Si l'on admet que la valeur moyenne du retard est de 45 heures, on trouve une vitesse moyenne des corpuscules de 930 kilomètres par seconde : une telle vitesse est du même ordre de grandeur que celles que l'on observe dans les protubérances, et l'on peut imaginer que les corpuscules lancés par les régions actives sont les atomes d'hydrogène, d'hélium et de calcium ionisé qui constituent les protubérances. Dans la théorie de Milne de la pression de radiation sélective (page 138), on trouve en effet, en développant les calculs, que des ions Ca^+ peuvent être chassés par cette pression hors de l'atmosphère solaire, et que la vitesse avec laquelle ils s'en échappent doit être de 1600 kilomètres par seconde : à cette vitesse correspondrait un retard de 26 heures, qui est d'un ordre de grandeur acceptable.

Rayons cathodiques et aurores polaires. — L'étude des aurores polaires a conduit au contraire à admettre que les rayons corpusculaires émis par les régions actives du Soleil sont constitués par des électrons chargés négativement, c'est-à-dire qu'ils sont identiques aux rayons cathodiques que nous observons dans nos tubes à vide. On sait que des corpuscules

chargés électriquement, en mouvement dans un champ magnétique, sont soumis de la part de ce champ à des forces qui courbent leurs trajectoires, et que, si le champ est assez intense, ces trajectoires s'enroulent en hélice autour de ses lignes de force, de sorte que les rayons s'accumulent dans les régions où le champ

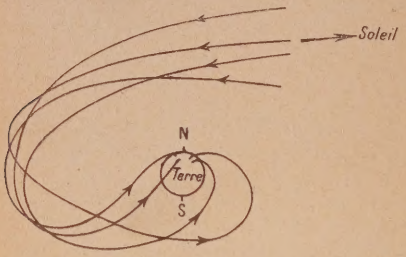


FIG. 43

est le plus intense et où ses lignes de force se resserrent. Le rayon ρ du cylindre sur lequel est tracé l'hélice est donné, en fonction du champ H, de la masse m et de la charge e des corpuscules, et de la composante v de leur vitesse normale au champ, par la relation :

$$\rho = \frac{m}{e}\frac{v}{H}.$$

Birkeland a montré expérimentalement en 1901 que des rayons cathodiques bombardant un aimant sphérique prenaient des formes tout à fait analogues à celles des rayons auroraux, et Störmer a montré, dans une série de travaux publiés de 1907 à 1911, que le calcul des trajectoires dans le champ magnétique terrestre de rayons cathodiques provenant du Soleil permettait bien de rendre compte de l'ensemble des phénomènes observés. En arrivant au voisinage de

la Terre, les rayons sont déviés par le champ terrestre, et suivent des trajectoires courbes (*fig.* 43) telles qu'ils peuvent venir frapper la Terre surtout dans l'hémisphère, opposé au Soleil, qui est plongé dans la nuit ; ils s'y concentrent dans deux zones des régions arctiques et antarctiques centrées sur l'axe magnétique de la Terre et correspondant bien en latitude aux régions où l'on observe le plus grand nombre d'aurores polaires.

Chacun des rayons auroraux est vraisemblablement formé par un étroit pinceau de corpuscules, s'enroulant autour d'une ligne de force du champ magnétique

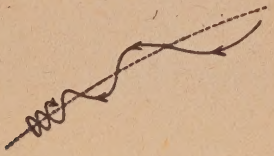


FIG. 44

terrestre (*fig.* 44). Les mesures de Störmer, donnant la distance des rayons auroraux et leur largeur apparente, permettent de calculer le rayon ρ du cylindre d'enroulement ; en admettant qu'ils sont formés d'électrons, caractérisés par la valeur 1,77 du rapport e/m, on peut alors calculer par la formule donnée plus haut la vitesse v des rayons. Störmer a ainsi trouvé que *la plupart des aurores polaires sont produites par des rayons cathodiques de vitesse* $v = 120.000$ *kilomètres par seconde.*

Ces calculs semblent exclure la possibilité que les aurores soient produites par des ions positifs : de tels ions sont caractérisés par une valeur du rapport e/m au moins 1.800 fois plus faible que celle qui correspond aux électrons, et il faudrait, pour retrouver les rayons ρ

observés, leur attribuer des vitesses inférieures à 70 km/sec, vitesses qui sont tout à fait inadmissibles. On admet pourtant en général aujourd'hui que le rayonnement corpusculaire du Soleil contient à la fois des électrons à grande vitesse et des atomes, neutres ou ionisés, chassés par la pression de radiation sélective ; mais ce sont surtout les premiers qui produisent les variations intenses de l'ionisation de la haute atmosphère manifestées par les orages magnétiques et les aurores polaires. On remarquera qu'à une vitesse de 120.000 kilomètres par seconde correspond une durée de propagation du Soleil à la Terre qui n'est guère que de 20 minutes : nous verrons tout à l'heure comment on peut tout de même expliquer le retard des phénomènes terrestres sur les éruptions solaires, par l'action du champ magnétique général du Soleil.

Le champ magnétique général du Soleil. — L'aspect des filaments polaires des couronnes de minima, qui dessinent la forme des lignes de force d'un aimant, suggère l'idée que *le Soleil doit produire autour de lui un champ magnétique analogue à celui qui existe autour de la Terre.* La première évaluation de l'intensité de ce champ a été faite par Deslandres en 1911, en supposant que les filets hélicoïdaux observés dans certaines protubérances (page 174) ne sont autres que les trajectoires des ions positifs, tels que les ions Ca^+, qui forment ces protubérances, enroulées en hélice par l'action du champ magnétique solaire. Le spectro-enregistreur des vitesses donne la valeur de la vitesse v des ions, et le spectrohéliographe donne la valeur ρ du rayon ; le rapport e/m qui caractérise les ions Ca^+ est d'ailleurs connu : il est donc possible de calculer le champ H par la formule du paragraphe précédent ; Deslandres a ainsi obtenu des valeurs

qui sont toujours de l'ordre de 10^{-7} gauss. Nous verrons dans le prochain paragraphe que cette évaluation a été confirmée par Störmer par une méthode tout à fait différente.

L'étude du champ magnétique solaire a également été faite par Hale et ses collaborateurs de l'observatoire du Mont Wilson en recherchant l'effet Zeeman qu'il produit sur les raies de Fraunhofer. Le principe des mesures est le même que celui que nous avons indiqué à la page 157 à propos du champ magnétique des taches solaires : il a seulement fallu employer des appareils plus sensibles pour pointer la position des raies, car le champ est beaucoup plus faible et les déplacements des raies par rotation de 90° du quart d'onde sont seulement de l'ordre du millième d'angström. Les mesures ont pourtant pu être menées à bonne fin : elles ont montré l'existence d'un champ dont la distribution à la surface du Soleil est analogue à la distribution du champ magnétique terrestre à la surface de la Terre ; l'axe magnétique du Soleil est voisin de son axe de rotation, et le sens du champ est le même que celui du champ terrestre. Enfin son intensité décroît régulièrement à mesure qu'on s'élève dans l'atmosphère solaire : les valeurs obtenues varient depuis 55 gauss pour les raies du fer dont le niveau de production est de 250 kilomètres jusqu'à 10 gauss pour les raies du chrome de niveau 420 kilomètres.

Ces champs n'ont aucun rapport avec les champs très faibles de Deslandres : c'est qu'ils correspondent à des régions entièrement différentes de l'atmosphère solaire ; les premiers sont observés dans la couche renversante et les seconds dans les protubérances, c'est-à-dire dans la couronne intérieure. Deslandres explique cette différence en admettant que les charges électriques sont réparties dans le Soleil suivant le

schéma de la figure 45, dont le plan est un plan parallèle à l'équateur solaire : la couche supérieure 1, chargée négativement, est formée par la partie la plus haute de l'atmosphère, et se prolonge dans toute

FIG. 45

la couronne, vraisemblablement constituée par un gaz d'électrons ; la densité électrostatique qui lui correspond est très faible. La couche positive 2, où s'accumulent les charges positives dont nous avons parlé à la page 216, comprend la plus grande partie de l'atmosphère solaire, tandis que la couche négative 3 est formée par la photosphère. La rotation du Soleil fait que toutes ces couches créent les mêmes champs magnétiques que des courants circulaires. En un point tel que A, à la base de la couche renversante, les courants circulaires 2 et 3 produisent des champs de même sens, dont la résultante est le champ très intense de Hale ; l'intensité du champ diminue, comme l'a observé Hale, lorsqu'on s'élève dans l'atmosphère solaire, pour devenir très faible en un point B de la couronne intérieure, où les courants 2 et 3 produisent des champs opposés.

Ce sont les mouvements tourbillonnaires de la couche photosphérique 3 qui produisent le champ magnétique intense des taches ; d'après Deslandres, les parties troublées du Soleil sont également caractérisées par la production, entre les couches 2 et 3, de

champs électriques exceptionnellement intenses, qui lancent les électrons vers le haut avec une vitesse considérable. Ce sont les rayons cathodiques ainsi formés qui produisent l'illumination des couches supérieures de l'atmosphère solaire, illumination

FIG. 46

qui, comme nous l'avons vu (page 196), reproduit les détails de la surface ; ce sont eux aussi qui produisent l'illumination des filaments et des jets coronaux ; ce sont eux enfin qui viennent provoquer dans l'atmosphère terrestre l'accroissement d'ionisation que traduisent les aurores polaires et les orages magnétiques.

L'action du champ magnétique solaire sur les rayons cathodiques. — Les rayons cathodiques émis par certaines régions de la surface solaire ne se propagent pas en ligne droite, puisqu'ils sont soumis à l'action du champ magnétique dont nous venons de parler. Ceux qui partent des régions polaires du Soleil se trouvent dans un champ magnétique assez intense pour qu'ils semblent en suivre les lignes de force ; ceux qui partent des régions équatoriales sont soumis au contraire à un champ plus faible et sont peu déviés. La figure 46 reproduit les trajectoires calculées par Störmer pour les rayons issus des différents points de la surface solaire : on ne peut qu'être frappé de l'analogie que présente la figure obtenue avec l'aspect des couronnes de minima. Les calculs de Störmer ont été faits en admettant que les électrons ont la vitesse

v = 120.000 km/sec qui explique les rayons auroraux, et il a fallu pour obtenir une représentation satisfaisante de la couronne choisir une valeur du champ magnétique au voisinage au Soleil égale à 10^{-7} gauss : c'est précisément la valeur donnée par Deslandres. Le travail de Störmer apporte donc une confirmation du résultat de Deslandres, et en même temps il met en évidence le rôle essentiel des rayons cathodiques dans l'illumination de la couronne.

Considérons, parmi ces rayons cathodiques, ceux qui peuvent atteindre la Terre : le plan de l'écliptique étant peu différent du plan de l'équateur solaire, ce sont des rayons provenant de points voisins de l'équateur, qui sont relativement peu déviés par le champ magnétique solaire. Mais ils subissent tout de même une certaine déviation, en sens inverse de la rotation solaire, et leur trajectoire a, dans le plan de l'écliptique, la forme qu'indique la figure 47 : les rayons qui atteignent la Terre T proviennent d'un point A du Soleil qui a déjà dépassé le méridien central C depuis un certain temps, que mesure l'angle θ dont a tourné le Soleil pendant ce temps. Même en supposant la propagation très rapide, les orages magnétiques ne doivent se produire qu'avec un retard appréciable sur le passage des régions actives au méridien central : c'est ainsi que Deslandres explique les retards effectivement observés (page 221), la variation du retard d'une tache active à une autre étant liée à la différence des vitesses des rayons cathodiques qu'elles émettent.

Deslandres a fait également remarquer que l'existence du champ magnétique solaire permet d'interpréter les vitesses de rotation apparentes très élevées obtenues spectroscopiquement par Evershed pour les protubérances (page 74). Une protubérance P (*fig.* 45) est constituée par des ions Ca^+ qui s'élèvent

au-dessus de l'atmosphère solaire : ces ions, chargés positivement, doivent être déviés dans le sens de la rotation solaire, et la composante de leur vitesse parallèle à la surface solaire doit par suite être nettement plus grande que la vitesse de la surface.

Conclusion. — Il n'est pas douteux que le Soleil émette, dans l'espace qui l'entoure, un rayonnement corpusculaire dont la partie la mieux étudiée est constituée par des électrons à grande vitesse, mais

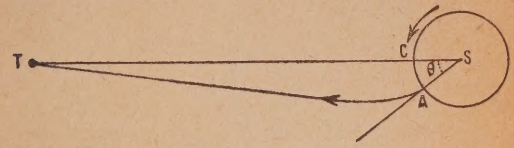


FIG. 47

qui comprend sans doute aussi des corpuscules d'autre nature. Il est lié à l'activité générale et à l'activité locale du Soleil, et il se manifeste à nous par les phénomènes terrestres des aurores polaires et des orages magnétiques : on peut espérer que leur étude systématique augmentera peu à peu nos connaissances sur le rayonnement corpusculaire du Soleil.

Il est probable que ce rayonnement corpusculaire joue aussi un rôle important dans les phénomènes de l'atmosphère solaire et dans l'illumination de la couronne. Mais ici, la théorie de Deslandres et de Störmer soulève plus de difficultés qu'elle n'en résoud : la lumière de la couronne ne peut pas provenir directement des électrons des rayons cathodiques, puisque nous avons vu que la matière qui l'émet — ou qui la diffuse — n'est animée que d'une faible vitesse ; mais alors, quelle est cette matière qu'illuminent les rayons cathodiques, et par quel mécanisme donne-t-elle

un spectre d'émission continu ? La théorie du bombardement corpusculaire semble se heurter à plus d'objections que la théorie électronique d'Anderson dont nous avons parlé à la fin du chapitre précédent ; il ne faut pourtant pas oublier que la théorie d'Anderson est une théorie d'équilibre statistique d'une couronne formée de couches sphériques homogènes : il n'est pas possible d'interpréter la forme de la couronne et sa variation avec l'activité solaire sans faire appel à l'hypothèse d'une émission par des régions privilégiées du Soleil.

Le mécanisme même de l'émission du rayonnement corpusculaire pose de nombreux problèmes, et nous ne savons pas s'il est le même dans les protubérances dont l'activité persiste pendant des jours et des mois ou dans les éruptions rapides et brillantes. Si nous voyons bien comment les ions Ca^+ peuvent être chassés par la pression de radiation sélective, nous ne savons pas du tout où peuvent se produire dans le Soleil les différences de potentiel de 40.000 volts susceptibles de lancer les électrons avec la vitesse de 120.000 kilomètres par seconde calculée par Störmer. Le schéma de Deslandres représente sans doute bien la distribution générale des charges électriques dans le Soleil, mais quels sont les mouvements généraux et les mouvements locaux de ces charges ? Ce sont là des questions auxquelles permettra peut-être de répondre un jour le développement de nos connaissances sur les mouvements des différentes couches de l'atmosphère solaire et les variations générales et locales du champ magnétique en ses divers points. Sans doute aussi pourra-t-on un jour mettre en évidence les champs électriques dans le Soleil par le phénomène de Stark, c'est-à-dire par leur action sur l'émission des raies spectrales et en particulier sur leur largeur : peut-être peut-on rapporter à un tel

effet l'anomalie de largeur signalée par Unsöld (page 142). Mais les mesures de largeur des raies solaires sont encore trop peu nombreuses, et d'autre part l'effet Stark des raies métalliques est encore trop mal connu, pour qu'il soit possible de dire quelque chose de précis à ce sujet.

TABLE DES MATIÈRES

Pages

CHAPITRE PREMIER

Données géométriques et physiques sur le Soleil

Distance et dimensions du Soleil. — Distance du Soleil à la Terre. — Diamètre apparent du Soleil. — Dimensions du Soleil. — Masse et densité du Soleil. — La constitution du Soleil 1

La luminosité du Soleil. — L'intensité lumineuse du Soleil. — Comparaison du Soleil aux étoiles. — Répartition de la brillance sur le disque solaire... 11

CHAPITRE II

Le rayonnement et la température du Soleil

La constante solaire et ses variations. — Définition de la constante solaire. — Calorimètres pour la mesure de la constante solaire. — Pyrrhéliomètres à lecture directe. — Correction de l'absorption atmosphérique. — Valeur absolue de la constante solaire. — Variations de la constante solaire. — Variations à longue période 17

Le spectre continu du Soleil et la répartition spectrale de l'énergie. — Le spectre visible du Soleil. — Le spectre ultra-violet du Soleil. — La couche d'ozone de la haute atmosphère. — Le spectre infrarouge du Soleil. — La répartition de l'énergie dans le spectre solaire. — Obscurcissement des bords du Soleil 33

La température du Soleil. — Température de radiation du Soleil. — Température de brillance du Soleil. — Température de couleur du Soleil. — La température moyenne de la photosphère. — La température réelle de la photosphère..... 47

CHAPITRE III

L'étude de la surface solaire et la rotation du Soleil

L'observation de la surface solaire. — Observation visuelle du Soleil. — Photographie du Soleil. — Taches et facules. — La granulation..... 59

La rotation de la surface solaire. — Existence de

PAGES

la rotation du Soleil et détermination de l'axe. — Coordonnées héliographiques. — La loi de rotation du Soleil. — Observations spectrohéliographiques. 64

Etude spectroscopique de la rotation solaire. — Principe des mesures. — Rotation de la couche renversante. — Rotation de l'atmosphère solaire. — Conclusions générales 71

CHAPITRE IV. — **Le spectre normal du Soleil**

Les spectrographes solaires. — Le spectre de raies de Fraunhofer. — Les télescopes solaires. — Les spectrographes à prismes. — Les spectrographes à réseau 79

Les raies telluriques. — Reconnaissance des raies telluriques. — Les principales raies telluriques... 92

La constitution de l'atmosphère solaire. — La Révision des tables de Rowland. — L'identification des raies solaires. — Etat des éléments dans le Soleil. — Les éléments présents dans le Soleil. — Eléments absents dans le spectre solaire. — Composition quantitative de l'atmosphère solaire. — Conclusion 96

CHAPITRE V. — **Spectre de la chromosphère**

Observation du spectre de la chromosphère. — La couronne, la chromosphère et les protubérances. — Le spectre de la chromosphère. — Le spectre de la couche renversante. — Le spectre-éclair. — Comparaison du spectre de la couche renversante et du spectre de Fraunhofer 111

Niveau de production des raies. — Les croissants du spectre-éclair. — Hauteur de la chromosphère en dehors des éclipses. — L'effet Evershed..... 119

Comparaison des longueurs d'onde solaires et des longueurs d'onde terrestres. — Généralités. — Le déplacement vers le rouge et les mouvements de l'atmosphère solaire. — L'effet de bord..... 126

Théories de la chromosphère. — Les anciennes évaluations de la pression. — Théorie de l'ionisation. — Production des raies des séries secondaires. — L'équilibre de la chromosphère de calcium. — L'équilibre de l'hydrogène et la turbulence de l'atmosphère solaire. — Conclusions..... 132

PAGES

CHAPITRE VI. — **Les taches du Soleil**

Résultats de l'observation directe. — Formation et vie des taches. — Périodicité et répartition des taches. — Le niveau des taches 145

Etude spectroscopique des taches. — Le spectre continu des taches. — Le spectre de Fraunhofer et l'existence de composés dans les taches. — Le spectre des taches et la théorie de l'ionisation. — Le phénomène de Zeeman dans les taches solaires. — La polarité des taches 151

Les interprétations théoriques. — La nature des taches solaires. — L'origine des taches..... 162

CHAPITRE VII

L'étude spectrohéliographique de l'atmosphère solaire

Etude des protubérances. — Etude visuelle des protubérances. — Etude photographique des protubérances. — Vitesse et constitution des protubérances. — Distribution et classification des protubérances 169

Les spectrohéliogrammes donnés par les raies H et K. — Le spectrohéliographe. — La structure de la raie *K* du spectre solaire. — Les spectrohéliogrammes de la couche moyenne du calcium. — La couche supérieure du calcium. — L'enregistrement des vitesses radiales 176

Les spectrohéliogrammes donnés par les raies autres que les raies H et K. — L'emploi des raies de l'hydrogène. — Les trois couches de l'hydrogène. — Le spectrohélioscope. — Spectrohéliogrammes de raies de la couche renversante. — Conclusion .. 189

CHAPITRE VIII. — **La couronne**

L'aspect général de la couronne. — L'observation de la couronne. — La forme de la couronne et ses mouvements internes. — Etude photométrique de la couronne. — La polarisation de la lumière coronale 199

Le spectre de la couronne et son interprétation. — Le spectre de raies brillantes. — Le spectre continu. — Théories de la couronne..... 209

Pages

Chapitre IX

Actions électriques et magnétiques du Soleil

L'activité solaire et le magnétisme terrestre. — Les variations périodiques du magnétisme terrestre. — Les orages magnétiques et les aurores polaires. — Orages magnétiques et éruptions solaires. — Le mécanisme des variations du champ magnétique terrestre 217

Le rayonnement électronique et le champ magnétique du Soleil. — Les rayons corpusculaires émis par le Soleil. — Rayons cathodiques et aurores polaires. — Le champ magnétique général du Soleil. — L'action du champ magnétique solaire sur les rayons cathodiques. — Conclusion 224

TABLE DES PLANCHES

I. — Photographie directe du Soleil.
II. — Granulation et taches solaires.
III. — Spectre normal du Soleil. — Raie K sur une facule et au bord du Soleil.
IV. — Spectre-éclair et spectre des taches.
V — Chromosphère et protubérances (éclipse du 18 mai 1901).
VI. — Protubérance du 14 mai 1925.
VII. — Protubérance du 18 juin 1925.
VIII. — Spectrohéliogramme K_1.
IX. — Spectrohéliogramme K_2.
X. — Spectrohéliogramme K_3.
XI. — Épreuves de vitesses radiales.
XII. — Spectrohéliogrammes $H\alpha$.
XIII. — Couche basse de l'hydrogène.
XIV. — Couche supérieure de l'hydrogène.
XV. — Couronne de maximum.
XVI. — Couronne de minimum.

Imprimerie des Presses Universitaires de France. — Vendôme-Paris.

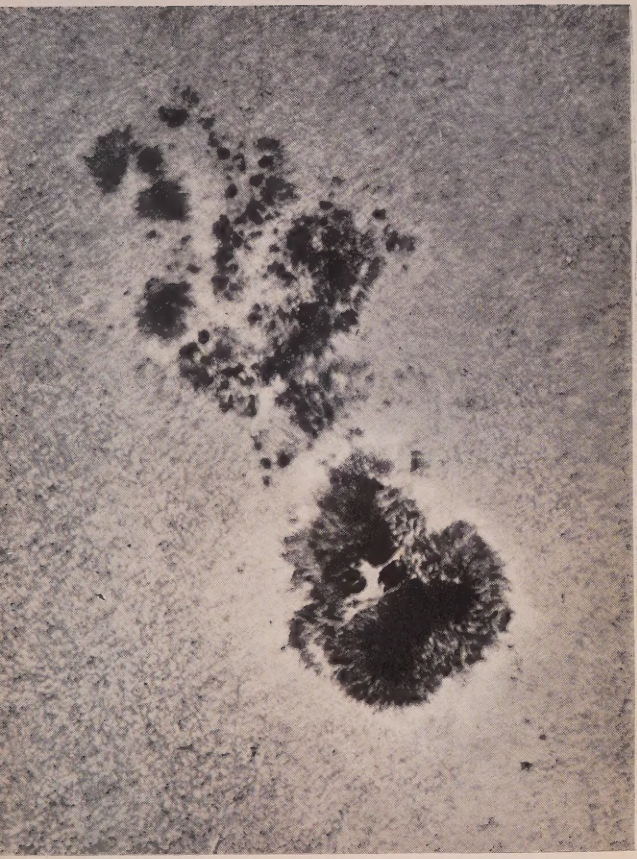
PLANCHE I

Nord

Sud

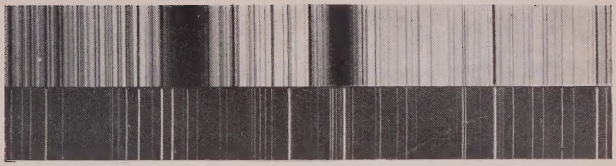
Cliché F. Quénisset
Observatoire de Juvisy

PHOTOGRAPHIE DU SOLEIL,
le 24 septembre 1917 à 10 h. 0 m.



Cliché Janssen
Observatoire de Meudon

GROUPE DE TACHES DU 22 JUIN 1885
(diamètre du disque solaire : 90 cm.)

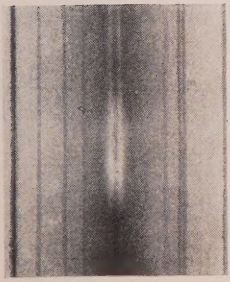


Violet Rouge

Fig. 1. — SPECTRE SOLAIRE, RÉGIONS DES RAIES H ET K
(en dessous, spectre du fer ; dispersion 1A,5 par mm.)

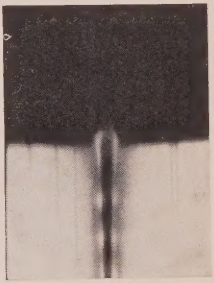
Violet Rouge

Fig. 2. — SPECTRE SOLAIRE, RÉGION DE LA RAIE $H\alpha$
(en dessous, spectre du fer ; dispersion 3A,5 par mm.)



V R

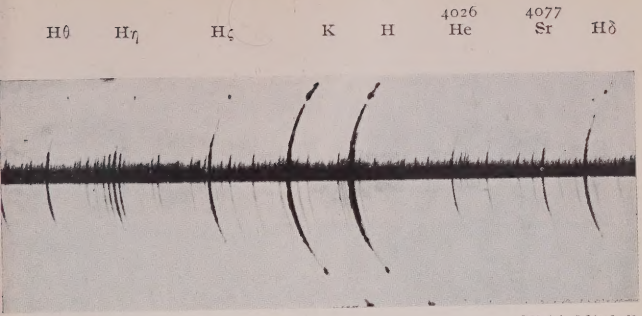
Fig. 3. — RAIE K
SUR UNE FACULE
(1 A = 4 mm. 7)



V R

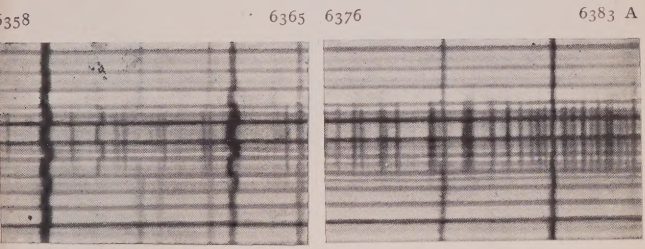
Fig. 4. — RAIE K
AU BORD SOLAIRE
(1 A = 5 mm.)

Clichés de l'Observatoire de Meudon



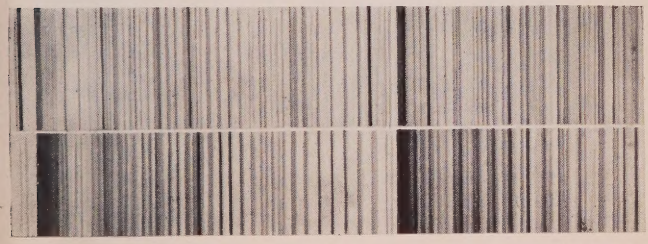
Cliché Mitchell

Fig. 1. — LE SPECTRE ÉCLAIR A L'ÉCLIPSE DU 30 AOUT 1905



Cliché de l'Observatoire du Mont Wilson

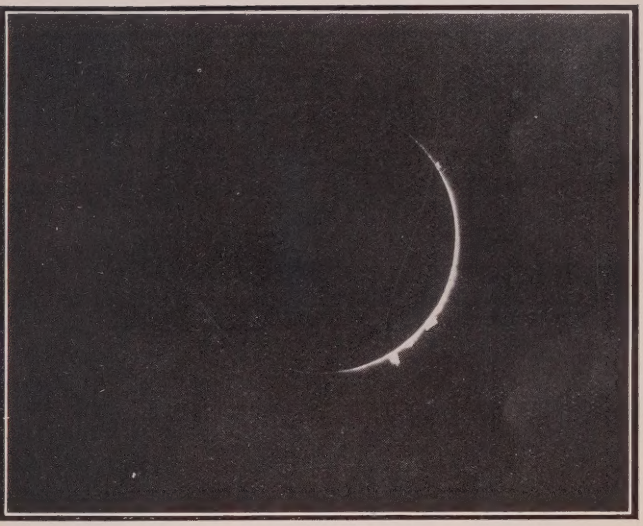
Fig. 2. — SPECTRE D'UNE TACHE SOLAIRE
Cliché obtenu avec un quart d'onde composé, montrant l'effet Zeeman)



Cliché Hale

Fig. 3. — BANDES DE L'OXYDE DE TITANE
(en haut : dans une tache solaire ; en bas : dans l'arc)

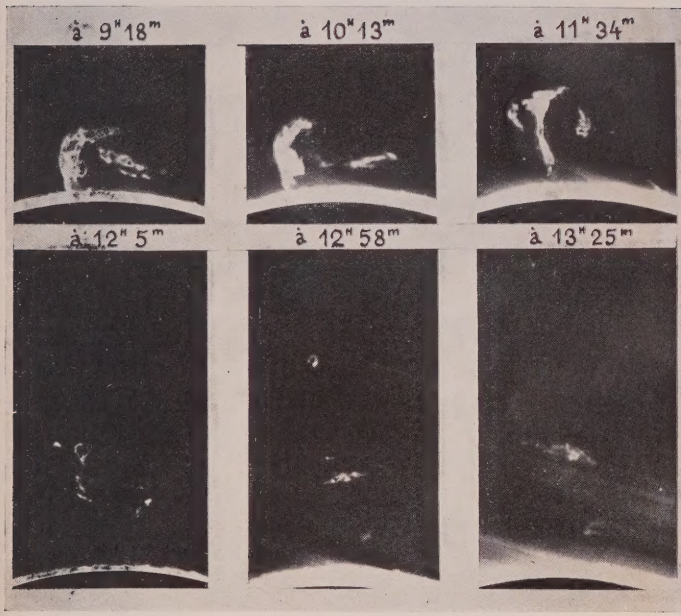
PLANCHE V



Cliché Barnard

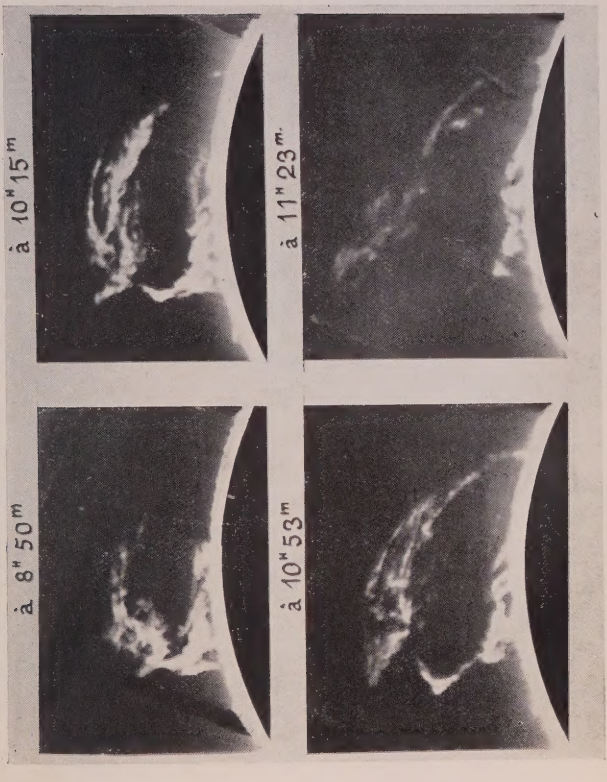
CHROMOSPHÈRE ET PROTUBÉRANCES
PHOTOGRAPHIÉES PENDANT L'ÉCLIPSE DU 18 MAI 1901

PLANCHE VI



Cliché de l'Observatoire de Meudon

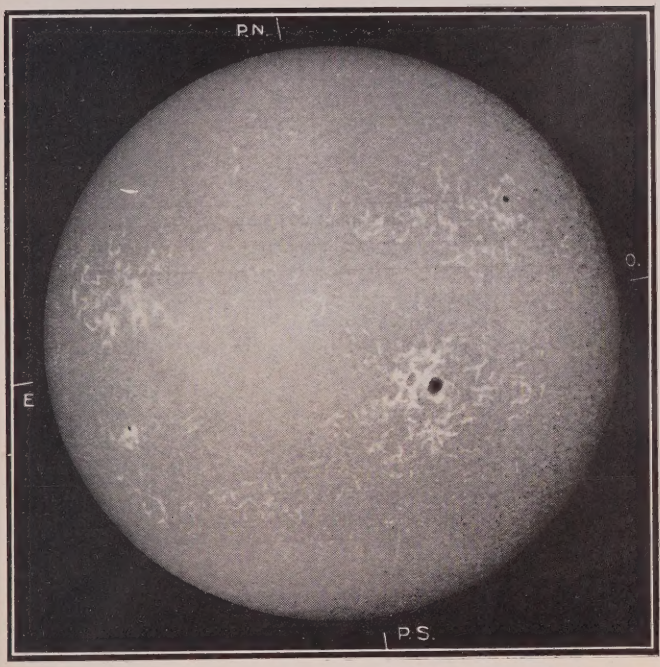
PROTUBÉRANCE DU 14 MAI 1925
(Spectrohéliogrammes K ; 1 mm. = 15.500 km.)



Cliché de l'Observatoire de Meudon

PROTUBÉRANCE DU 18 JUIN 1925
(Spectrohéliogrammes K ; 1 mm. = 14.000 km.)

PLANCHE VIII

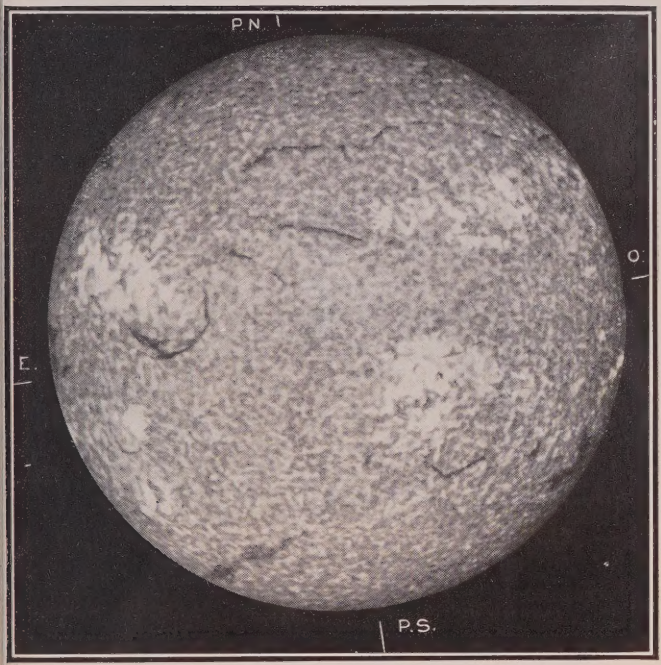


Cliché de l'Observatoire de Meudon

SPECTROHÉLIOGRAMME K_1

Image du 29 juillet 1927, de 6 h. 2 à 6 h. 9 (T. U.)
Seconde fente à — 1A,27 du milieu de la raie ; largeur 0A,15

PLANCHE X



Cliché de l'Observatoire de Meudon

SPECTROHÉLIOGRAMME K_3
Image du 29 juillet 1927, de 6 h. 56 à 7 h. 6 (T. U.)
Seconde fente de largeur $0^A,15$

Le filament qui se trouve en bas et à gauche se prolonge en dehors du disque par une protubérance qui n'est pas visible sur la reproduction, mais qui apparaît nettement sur le cliché original

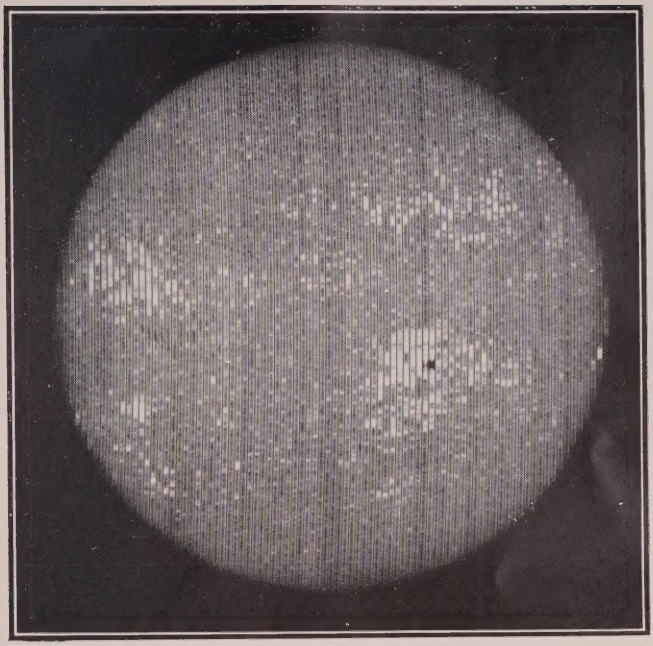
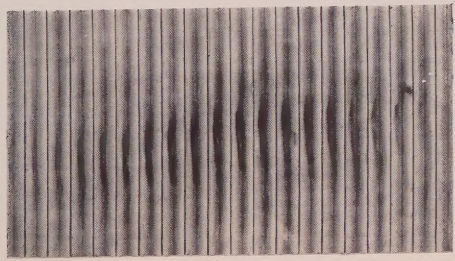


Fig. 1. — 29 juillet 1927, de 7 h. 24 à 7 h. 31 (T. U.)



Violet Rouge

Fig. 2. — 11 avril 1910, de 9 h. 11 à 9 h. 15 (T. U.)

IMAGES DU SPECTRO-ENREGISTREUR DES VITESSES (MEUDON)

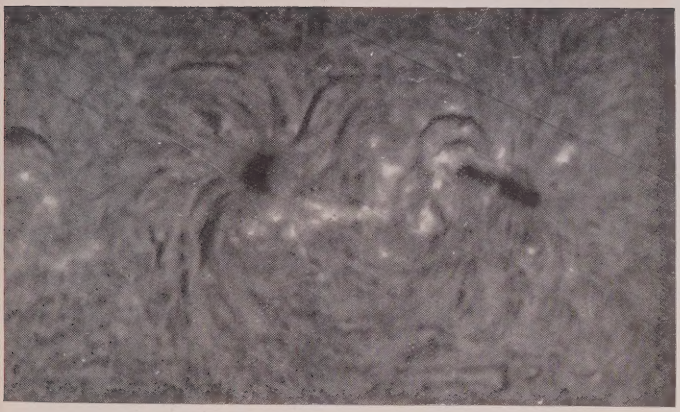
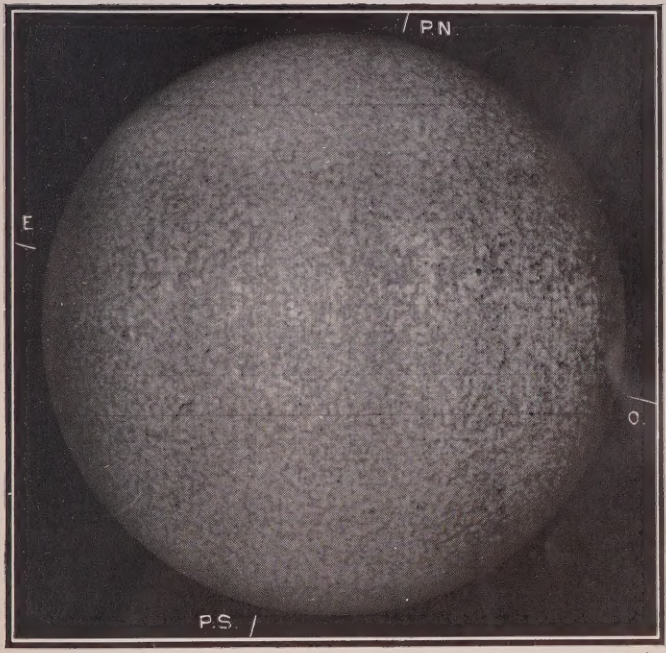


Fig. 1. — Solar vortices du 20 septembre 1926

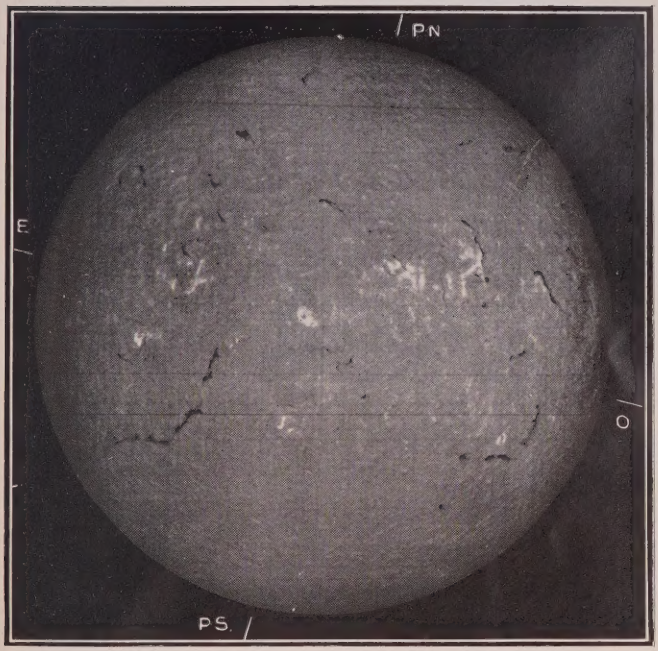
Fig. 2. — Eruption du 13 octobre 1926, à 13 h. 15 (T. U.)
SPECTROHÉLIOGRAMMES $H\alpha_2$
Agrandissements de clichés de l'Observatoire de Meudon
Seconde fente de $0^A,53$; diamètre du disque solaire : 30 cm.



Cliché de l'Observatoire de Meudon

SPECTROHÉLIOGRAMME $H\alpha_1$

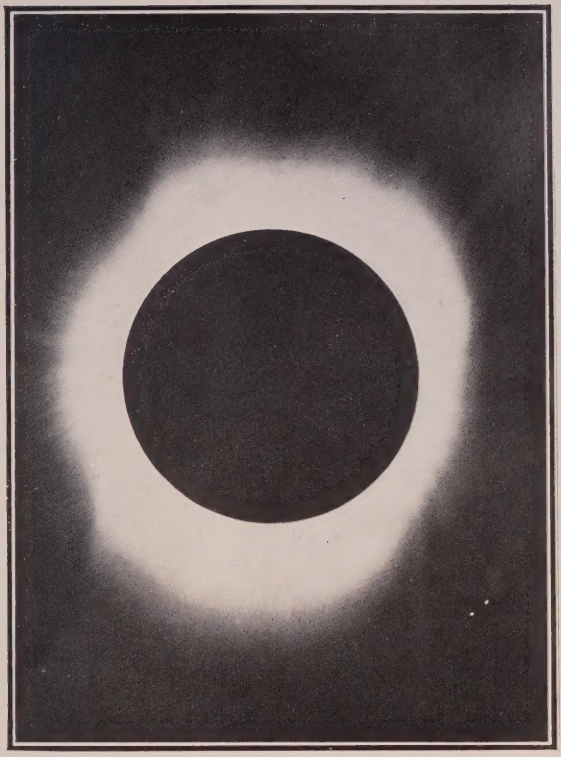
Image du 5 juin 1930, de 10 h. 27 à 10 h. 32 (T. U.)
Seconde fente à — $0^A,50$ du milieu de la raie ; largeur $0^A,16$



Cliché de l'Observatoire de Meudon

SPECTROHÉLIOGRAMME $H\alpha_3$
Image du 5 juin 1930, de 16 h. 29 à 16 h. 49 (T. U.)
Seconde fente de largeur $0^{A},16$

COURONNE DE MAXIMUM
Eclipse du 14 janvier 1926
Expédition de l'observatoire Sproul, à Sumatra



Nord

Sud

Cliché Barnard

COURONNE DE MINIMUM
Eclipse du 18 mai 1901

MARCHIS (L.). — *Le Froid industriel.*

MAURAIN (Ch.). — *Les états physiques de la matière.*

MÉTHODE DANS LES SCIENCES (DE LA) :

1re Série, par P.-F. THOMAS, E. PICARD, J. TANNERY, P. PAINLEVE, H. BOUASSE, A. JOB, A. GIARD, F. LE DANTEC, P. DELBET, Th. RIBOT, E. DURKHEIM, L. LEVY-BRUHL, G. MONOD.

2e Série, par E. BOREL, B. BAILLAUD, J. PERRIN, L. BERTRAND, R. ZEILLER, L. BLARINGHEM, S. REINACH, G. LANSON, L. MARCH, A. MEILLET.

METZ (A.). — *Une Nouvelle philosophie des sciences : Le Causalisme de M. Emile Meyerson.*

MILLIKAN (R.-A.). — *L'Electron.*

NICOLLE (Ch.). — *Naissance, Vie et Mort des Maladies infectieuses.*

OSTWALD (W.). — *L'Energie.*

PAINLEVÉ (P.), BOREL (E.), MAURIN (E.). — *L'Aviation.*

PERRIN (J.), de l'Institut, prix Nobel de physique. — *Les Atomes.*

PIÉRON (H.). — *Le Cerveau et la pensée.*

RABAUD (E.). — *Le Transformisme et l'expérience.*

RICHET (Ch.), de l'Institut. — *L'Anaphylaxie.*

ROSNY Aîné (J.-H.). — *Les Sciences et le pluralisme.*

ROTHE (Ed.). — *Les Tremblements de terre.*

ROUCH (J.). — *Les Méthodes de prévision du temps.*

— — *Les Régions polaires.*

SAGERET (J.). — *Le Système du monde : des Chaldéens à Newton.*

— — *La Révolution philosophique et la science.*

SODDY (F.). — *Le Radium.*

STÖRMER (C.). — *De l'Espace à l'Atome.*

THOMAS (P.-F.). — *L'Education dans la famille.* 2 volumes.

I. — Nos fils. II. — Nos filles.

TOUSSAINT (A.). — *L'Aviation actuelle.*

VERNADSKY (W.). — *La Géochimie.*

— — *La Biosphère.*

VOLTERRA (V.), HADAMARD (J.), LANGEVIN (P.), BOUTROUX (P.). — *HENRI POINCARE : L'Œuvre scientifique, l'Œuvre philosophique.*

WARBURG (O). — *Métabolisme cellulaire et métabolisme des tumeurs.* 2 volumes.

LIBRAIRIE FÉLIX ALCAN

NOUVELLE COLLECTION SCIENTIFIQUE

Publiée sous la direction de M. EMILE BOREL

DERNIÈRES NOUVEAUTÉS

A. BOUTARIC

LES COLLOÏDES ET L'ÉTAT COLLOÏDAL

Un volume in-16 . . . . . 18 fr.

CH. NICOLLE

Directeur de l'Institut Pasteur de Tunis
Prix Nobel de Médecine

NAISSANCE, VIE ET MORT DES MALADIES INFECTIEUSES

Un volume in-16 . . . . . 15 fr.

C. STÖRMER

DE L'ESPACE A L'ATOME

Un volume in-16 . . . . . 15 fr.

W. VERNADSKY

LA GÉOCHIMIE

Un volume in-16 . . . . . 15 fr.

LA BIOSPHÈRE

Un volume in-16 . . . . . 15 fr.

Dr A. LABBÉ

LE CONFLIT TRANSFORMISTE

Un volume in-16 . . . . . 15 fr.

IMP. E. DURAND, 18, RUE SÉGUIER, PARIS

Storage

285003 Astron B

Author Bruhat, Georges

Title Le soleil.

DATE. NAME OF BORROWER.

University of Toronto Library

DO NOT REMOVE THE CARD FROM THIS POCKET

Acme Library Card Pocket
Under Pat. "Ref. Index File"
Made by LIBRARY BUREAU